第 40 卷 第 4 期
2022 年 12 月

天 文 学 进 展
PROGRESS IN ASTRONOMY

Vol. 40, No. 4
Dec., 2022

doi: 10.3969/j.issn.1000-8349.2022.04.2

银河系吸积和并合历史的研究

张子键[1,2]，赵 刚[1,3]

(1. 中国科学院 光学天文重点实验室 (国家天文台)，北京 100012； 2. 南京大学 天文与空间科学学院，南京 210023； 3. 中国科学院大学 天文与空间科学学院，北京 100049)

摘要： 冷暗物质模型预言银河系是由许多小的矮星系吸积和并合形成的，矮星系吸积和并合的过程会在银河系留下星流等子结构，通过对这些子结构进行探测和研究有助于更好地还原银河系形成历史。简要回顾关于银河系吸积和并合起源的研究历史，总结了星流早期、中期、晚期在位置空间、运动学空间和化学空间的不同特点和分布；详细介绍了从这三个不同相空间探测和研究星流等子结构的方法。介绍了对两个典型子结构的研究结果，对这两个星流的详细研究有助于研究银河系的结构及其吸积和并合起源；此外给出了目前探测到的星流等子结构的列表。最后结合 Gaia，对 LAMOST II 期工程、CSST 以及 Subaru/PFS 等光谱巡天项目开展银河系吸积和并合历史研究的前景进行了展望。

关 键 词： 银河系演化；吸积；并合；星流

中图分类号： P156 **文献标识码：** A

1 引 言

一般认为银河系是一个盘状星系，1984 年，Bahcall 和 Soneira[1]提出标准星系模型，将银河系分为两部分：一个用双指数分布描述的银盘和一个扁平幂律球体描述的银晕，大部分恒星和气体集中在薄盘上，只有少部分分布在晕中，这是整个银河系结构的基本图像。1983 年，Gilmore 和 Reid[2]测量了银盘中每个绝对星等的恒星密度随距离的变化，发现在 $M_v > 4\,\mathrm{mag}$ 时，恒星密度可用两个指数分布成分来描述：在 $100\ \mathrm{pc} < z < 1\,000\ \mathrm{pc}$ 处，恒星密度主要由其中标高约为 300 pc 的成分所贡献；而另一个标高约为 1 450 pc 的成分则在 1 000 ∼ 5 000 pc 处起主导作用，处在第二个指数分布的恒星总数占太阳邻域的 2% 左右。因此他们提出，银盘具有薄盘和厚盘之分，分别对应第一个和第二个指数分布。相比于薄盘恒星，组成厚盘的恒星年龄相对较老，在运动学特征上也与薄盘恒星有所不同。2007 年，

收稿日期： 2022-01-23； **修回日期：** 2022-03-29

资助项目： 国家自然科学基金 (11988101, 11890694)；国家重点研发计划项目 (2019YFA0405500)

通讯作者： 赵刚，gzhao@nao.cas.cn

Carollo 等人[3] 根据观测提出，银晕也应该被分为两个具有一定差别的部分——内晕和外晕。内晕的金属丰度大于 -2，并且空间分布较为扁平；外晕的金属丰度则小于 -2，而空间分布则更接近球形。Carollo 等人认为，内晕距离银心在 $10\sim15$ kpc 之间，外晕与银心距离为 $15\sim20$ kpc。然而，厚盘与薄盘、内晕与外晕区分的证据直至目前还有诸多争论[4, 5]。

银河系和银河系晕是怎样形成的？以及银河系为什么形成这些不同结构，不同结构之间有什么联系？这是非常重要的问题。银河系形成的研究主要存在两个理论模型，1962 年，Eggen 等人[6]研究了 221 颗矮星的轨道，发现贫金属星的轨道是椭圆的，而富金属星的轨道是圆的；很多贫金属星具有大的 W 速度 [太阳邻域研究中常以本地静止标准参考系 (local standard of rest, LSR) 建立直角坐标系，轴 x 指向银心，轴 y 指向 LSR 绕银心转动方向，轴 z 指向北银极方向，3 个速度分量分别为 U, V, W]，能够离开银道面；富金属星的 W 速度较小，从而停留在银道面附近。基于观测，他们提出快坍缩模型，认为银河系由一个几百万光年大小的原初气体云坍缩而形成，从外到内恒星依次形成：首先恒星在球状气体云中形成，因此具有较大 W 速度的椭圆轨道；而后气体云坍缩成盘，富金属星在这个时期形成，从而拥有较小 W 速度的圆轨道。这一理论预言，随着与银心距离的增加，恒星的金属丰度也应存在减小的趋势。1978 年，Searle 和 Zinn 对银河系晕中球状星团进行观测后发现，其金属丰度随距离不存在明显的梯度[7]，而且在年龄上分布弥散，因此他们提出了一个吸积和并合模型。基于该模型，他们认为原初的银河系是由许多小星系并合而成，而原初的小星系经历了不同程度的恒星演化和形成过程，具有不同的金属丰度，因此其合并混合后不存在金属丰度的径向变化，随后的一系列观测结果也支持吸积和并合模型。

2004 年，Venn 等人[8]的研究显示，对于金属丰度相同的恒星，银河系晕星的 α 元素丰度要显著高于银河系附近的矮星系，并且银盘、银晕等部分的 $[\alpha/\mathrm{Fe}]$ 都与附近的小质量矮星系不同，因此他们认为银河系晕不太可能是由多个小质量矮星系吸积和并合形成的。然而，2010 年 Frebel 等人[9]测定了来自两个极暗矮星系中 6 颗贫金属星的元素丰度，这些恒星的轻核元素、α 元素和铁峰元素与银晕恒星的元素丰度符合得很好，而先前测定的一些来自大质量矮椭圆星系的富金属恒星则与晕星存在较大的元素丰度差异，因此他们认为极暗矮星系在银河系的并合中贡献很大，但是他们的工作可能存在样本过小而造成的统计偏差问题。2015 年，Deason 等人[10]利用蓝离散星 (blue straggler star, BS) 和蓝水平支星 (blue horizontal branch, BHB) 的比例来研究星系晕的吸积起源。他们的研究基于以下观测事实：BS/BHB 在矮星系中随着星系光度的增加而增加，能够达到 1 以上；球状星团中 BS/BHB 随光度的增加而降低，并且是小于 1 的[11]。他们测定得到星系晕中的 BS/BHB 为 $5\sim6$，这与暗弱矮星系和球状星团明显不一致，因此更加倾向于星系晕中恒星主要来自于与较大质量矮星系的并合。2020 年，Reina-Campos 等人[12]对 E-MOSAICS 项目中 25 个类银河星系的宇宙学 zoom-in 模拟进行分析，发现仅有小于 5% 的晕星来自于星团，这说明银河系晕中仅有很小一部分恒星来自于对球状星团的吸积。

如果能够在银河系内部找到星系吸积并合的遗迹或者正在发生的过程，对这些遗迹的分布、运动、化学丰度、年龄等方面进行详细的研究，并且确定其与矮星系或者球状星团的联系，就能够帮助我们检验甚至还原银河系和矮星系吸积并合的历史，并且对银河系的引力

势分布和恒星形成过程提供关键的限制。

2 寻找银河系吸积和并合遗迹的研究

银河系晕中恒星可能源自吸积和并合其附近的矮星系或潮汐力撕裂的球状星团。来自矮星系或球状星团的恒星是一个引力束缚系统，当潮汐撕裂刚开始发生时，这些恒星还可能保留着原来的运动信息，在空间位置上非常相近并且具有相似的运动，被称为移动星群 (moving group)，如著名的 Hyades 移动星群、Arcturus 移动星群等，它们相对于背景场星形成一个明显的密集分布区，这样的恒星在空间呈长条水流状，因此也被称为星流 (stellar stream) 。1996 年，Johnston 等人[13]指出，经过更长时间银河系潮汐力的扭曲瓦解，恒星的位置相关性可能不再明显，它们将分布在更大的空间范围内，很难再直接从空间上观测到。不过，恒星在运动过程中存在一些积分不变量 (随时间的变化很缓慢)，同时它们的运动特征仍然存在一定关联，因此通过在速度空间和运动积分空间中寻找成团的方法可以证认银河系早期吸积并合的外来恒星[14]。不同起源恒星的元素丰度中往往保留着各自化学演化历史的信息，虽然星流进一步瓦解后可能在速度与积分空间已经很难再找到其成团的痕迹，但是利用恒星的元素丰度作为标记，仍然有可能找到矮星系吸积和并合后留下的遗迹。

因此从空间成团性、运动学特征等方面寻找晕流等子结构存在的痕迹成为有效的方法，这样的方法要求具有足够大的样本，才能有效寻找到显著的成团。而具有准确的元素丰度测量的恒星目前还比较少，只能对相对较小的样本进行研究，但是化学丰度方法往往能提供更重要的信息。因此，一般首先在空间分布和运动学特征证认星流候选体，再进一步利用化学丰度对这些子结构进行详细的分析，检验和帮助证认其对应的前身系统。此外，数值模拟在银河系的吸积并合起源研究中也具有不可替代的作用，能够用于指导观测与提供研究思路。

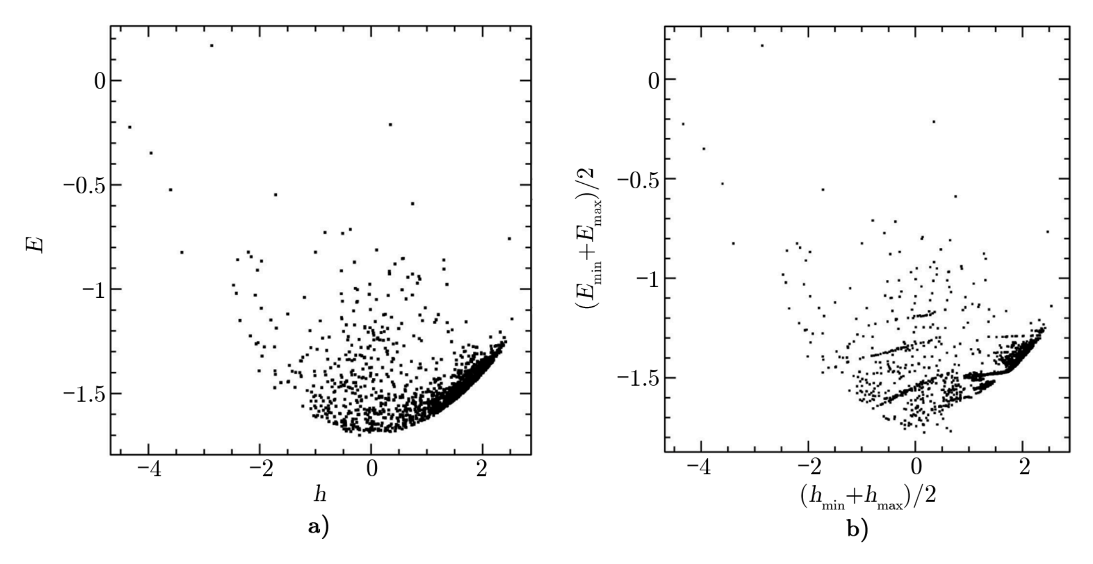
2.1 数值模拟

数值模拟既可以从小尺度上研究单个星系形成的动力学细节，也可以进行大尺度的宇宙学模拟，从而提供更大的研究样本，与观测结果相辅相成。

1999 年，Helmi 和 White[15]通过模拟计算发现，在并合过程发生 10 Ga 之后，恒星大部分在空间上已不聚集在一起，但在速度空间上仍然具有很强的相关性，可以被探测到。如果假设晕是完全通过并合形成的，则银河系中存在 400 ~ 500 个这样的子结构，这一结果为以后的星流搜寻研究提供了参考。2000 年，Helmi 和 de Zeeuw[16]利用模拟产生 DIVA，FAME 和 Gaia 的观测得到的数据，并加入模拟误差，使用 FOF (friends-of-friends) 方法在运动积分空间中寻找星流。他们发现通过这个方法，Gaia 能够找到 50% 的吸积事件，而 DIVA 和 FAME 数据找到的比例则要小得多。

模拟星系并合过程的通常步骤是利用静止的引力势代替银盘和银晕，初始化并合星系的粒子并进行动力学模拟，观测粒子的行为与分布，与观测到的结果进行比对[17]。调整不同的初始参数进行模拟，可以推断并合前身系统性质和并合的相对位置和形态等信息。2015 年，Moreno 等人[18]利用数值模拟研究银盘受星系核球 (棒) 共振的影响，揭示了并非所有空

间或动力学上有联系的恒星都来源于吸积并合。他们详细分析了银盘和银晕中被核球 (棒) 诱发的共振所捕获的恒星，首次提出运动学上具有联系的类恒星，除了可能来源于银河系附近子系统的吸积，也有可能是原本星系内的恒星受银河系不对称引力势 (银心核棒的势能) 的扰动所产生。因此，对于已证认的星流等子结构，需要进一步确认其到底是吸积形成还是扰动形成。在非轴对称势中，能量 E 和角动量 h 是不守恒的，因此不能用来做比较。经过一番组合，他们发现 $(E_{\rm min}+E_{\rm max})/2$-$(h_{\rm min}+h_{\rm max})/2$ 图或者 $(E_{\rm min}+E_{\rm max})/2$-$J$ 图具有很好的特征，如图 1 a) 所示，在非轴对称势下，有的恒星聚集在几个区域内，这表明它们处在不同共振造成的束缚区域 (tapping region)；轴对称势下的情况如图 1 b) 所示，由于不存在束缚区域则没有这种现象。因此这种方法可以用来划定束缚区域。



注：a) 轴对称势； b) 非轴对称势，可以看到其中有一些显著的线状结构，即为不同共振造成的束缚区域。

图 1　单位质量恒星样本轨道能量与轨道角动量 z 分量的分布[18]

2020 年，Chang 等人[19]从 LAMOST 和 SDSS 的数据中证认出 Cetus 星流的 150 颗成员星。他们构建了数十个不同的模型，在不同的时间将它们以不同的位置、不同的速度在银河系的引力场中进行模拟，然后与成员星的观测结果进行对比，选取出最符合的一个模型。他们的结果表明，NGC 5824 不是 Cetus 星流前身矮星系核心的遗迹，而是原本位于偏离矮星系中心的位置。此外，他们的模拟也表明，Cetus 星流的前身星系与 Palca 和 Eridanus-Phoenix 子结构也存在某种联系。

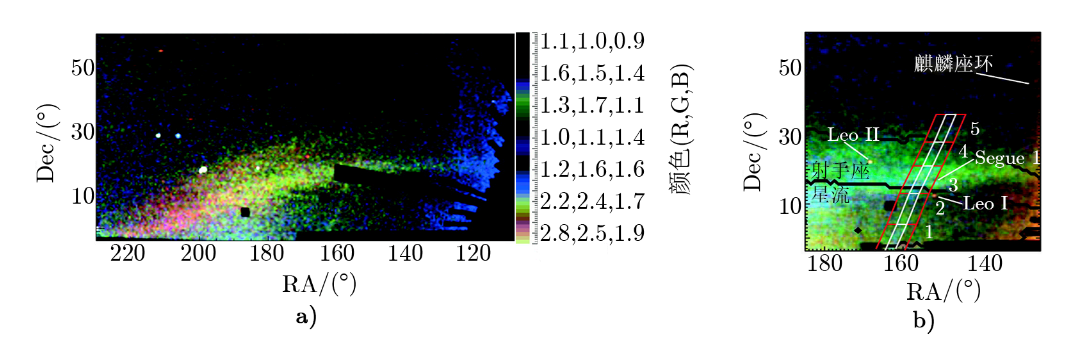
2020 年，Yu 等人[20]对 FIRE-2 宇宙学 zoom-in 模拟中的 6 个与银河系质量相当的星系进行了研究，他们将产生于星系内部 ($r_{\rm birth}$ < 20 kpc)，且产生时具有较高速度 ($v_{\rm rad}^{\rm birth} > 200\ {\rm km\cdot s^{-1}}$) 的恒星认为外流恒星，结果发现在这些系统中有 5% ~ 40% 的外晕星是由内部外流的恒星组成。外流恒星是由银河系超泡所产生的风 (super-bubble winds) 加速的气体压缩冷却后形成，这些恒星大部分处在银晕中，并会以与晕星相似的轨道特征落回星系内部。他们认为在太阳邻域中，通过动力学特征挑选出来的晕星中有高达 10% 是通过外

流产生，而在金属丰度较高的晕星中 ([Fe/H] > −0.5)，这一比例可达 40%。Yu 等人指出部分银晕恒星来自于银盘恒星的外流，该结论丰富了银晕起源的可能。

2.2 空间成团性

星流的密度随着时间的演化而逐渐降低，位置和速度分布逐渐变得更为弥散，然而有一些早期形态的星流在空间上仍然保持着成团的特征。1997 年，Chereul 等人[21]对 2 977 颗 A 型恒星的空间成团性进行了研究，他们所使用的恒星亮度限制为绝对星等小于 2.5 mag，距离在 125 pc 以内。为了搜寻到不同尺度上的成团，他们在 9.7 pc, 13.6 pc, 21.5 pc, 37.1 pc 和 68.3 pc 五个不同的尺度上进行了小波变换，结果在这些尺度上都探测到不同程度的成团性。显著程度在 2.5σ 以上的结构总共有七个，其中五个能与已知的星流相对应，另外两个则是新发现的结构。

2006 年，Belokurov 等人[22, 23]采用 RGB 假彩图 (赋予不同星等范围的恒星红绿蓝三种不同颜色，见图 2) 探测星流，利用 SDSS 项目在 u, g, r, i, z 五个波段上获取的恒星测光数据，再通过 $r < 22$ 和 $g < 23$ 进行挑选，他们得到大约由 2×10^7 颗恒星组成的样本。定义三种颜色如下：$21.33 < r \leqslant 22.0$ 为红色，$20.66 < r \leqslant 21.33$ 为绿色，$20.0 < r \leqslant 20.66$ 为蓝色，因此对于某一个特定的恒星群体，星等颜色划分即是距离划分，红色是最远的恒星，而蓝色是最近的恒星。根据这样的定义，他们绘制出样本中符合 $g - r < 0.4$ 的恒星在赤道坐标系中的分布图(见图 2)，可以很明显地看出人马座星流[24]的存在，并且首次发现了其在 $RA \approx 180°$ 处分为两支的特征。除此之外，在 (α, δ)=(160°, 0°) 到 (α, δ)=(140°, 50°) 的范围内发现存在一个明显的星流，颜色的变化说明其存在距离梯度，这个星流在高纬的区域距离我们更远。由于这个星流的来源尚不明确，他们将新发现的这个星流称为孤儿 (orphan)。



注：红色表示 $21.33 < r \leqslant 22.0$ mag，绿色表示 $20.66 < r \leqslant 21.33$ mag，蓝色表示 $20.0 < r \leqslant 20.66$ mag。a) 人马座星流天区的 RGB 假彩图；b) 新发现的 orphan 星流的细节。

图 2 人马座星流和 orphan 星流的 RGB 假彩图[22, 23]

2008 年，利用光度视差法，Jurić 等人[25]计算了约 4 800 万颗 SDSS 巡天中所观测恒星的距离，并绘制了它们的三维数密度分布图像。他们利用两个指数成分对太阳邻域内 M 型矮星所追踪的恒星数密度分布进行拟合，所得标高分别为 300 pc 和 900 pc，他们认为其分别对应薄盘和厚盘。利用主序拐点附近的恒星，他们发现银晕的形状强烈倾向于扁椭圆模型。除此之外，结果与上述模型还有一些差异，所测得的恒星数密度分布还存在一些统计上

十分显著的局部偏差，他们认为这是一些银河系的子结构。其中包括一些已知的星流，如 Monoceros 星流等，此外还在 $(R, Z)\approx(6.5, 1.5)$ kpc 和 $(R, Z)\approx(9.5, 0.8)$ kpc 处发现了两个新的成团。他们还在室女座天区一个覆盖 1 000 平方度以上天区发现显著的成团现象，该区域的密度比其他区域高两倍左右，将这一成团部分去除后，剩余的数据具有非常一致的平滑分布，他们认为这可能是附近矮星系与银河系吸积并合所留下的遗迹。

2018 年，Malhan 等人[26]以 Gaia DR2 所提供位置、视差和自行数据以及小质量测光作为辅助，第一次绘制了银河系中星流的全景图像。基于这些信息，他们利用专门寻找星流的程序 STREAMFINDER 进行探测，从中发现了一些在其他光谱巡天中所发现的星流，从而验证了该方法的正确性。此外还证认出一些星流候选体，他们将其中较显著的几个命名为 Gaia-1, Gaia-2, Gaia-3, Gaia-4, Gaia-5。Malhan 等人[26]指出，由于 Gaia 使用沿着天空中的大圆扫描但却不均匀的观测方式，利用其数据从空间成团性探测星流可能会导致一些虚假的成团，并且这种空间上非各项同性的数据也使得其数据的误差来源非常复杂，探测星流所设定的阈值在不同天区应该不同。

虽然通过空间成团性能够探测到星流，但是 Chereul 等人[21]研究表明，在其样本中具有位置关联的恒星仅占样本总数的不到 7%，大部分的恒星在长时间的演化中充分混合了，因此，有许多的星流和子结构是利用其运动学特征证认出来的。

2.3 运动学特征

利用运动学特征寻找银河系并合的遗迹最理想的情况是具有恒星的六维相空间信息 (三维位置和三维速度)，但对于大部分恒星而言，这很难做到。早期的研究主要基于依巴谷 (Hipparcos) 星表和第谷 (Tycho) 星表，前者包含了 11.8 万颗恒星的位置信息，位置精度达 $0.001''$；后者包含了超过 200 万颗恒星，但是位置精度低于前者[27]。利用这两个星表的运动学数据，直接使用大量具有 5D 信息的恒星或者结合一些光谱项目获得视向速度，构建小量具有 6D 信息的恒星进行研究，成功证认出一些星流并探索了搜寻星流的方法。2012 年田浩等人[28]对利用运动学空间搜索星流的方法给出了较为全面的总结。

具有精确视向速度的恒星为数不多，同时视差测量距离也存在不小误差，有一些特殊的恒星样本能够突破这一限制[29]。利用天琴座 RR 变星 (RR-Lyrae 变星) 的周期-光度关系来确定距离，这种办法得到的结果误差在 5% 以内，但是天琴座 RR 变星并不是一类普遍的恒星，现有的样本还比较少。利用蓝水平支星和红巨星，已知其恒星参数 $\lg g$ 和金属丰度的情况下，可以通过等年龄线确定其绝对星等，进而得到其距离；并且蓝水平支星主要存在于星系晕中，是用于研究银晕的理想对象。对于主序星，因为它们遵循很简单的绝对星等-颜色的关系，可以计算光度距离，但是这种方法往往误差较大。

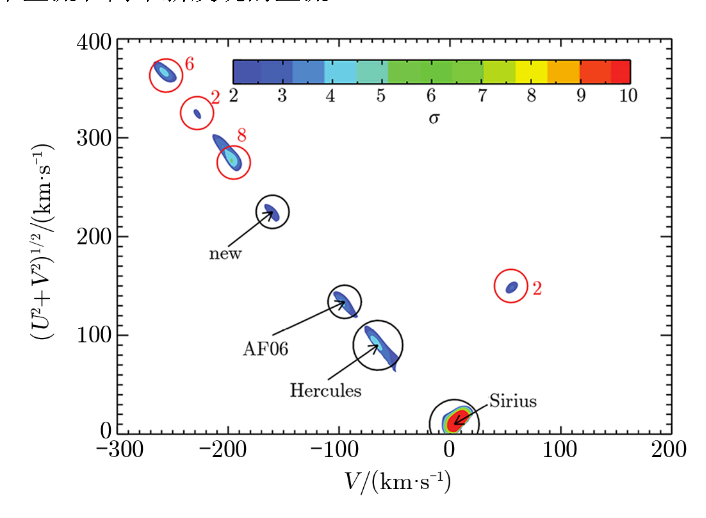
1994 年，Ibata 等人[24]挑选了 18 个消光程度低的天区，以期探测到更远的信息，他们对这 18 个天区中的 K 型和 M 型巨星进行了观测，对目标恒星得到精度接近于 9 $\mathrm{km\cdot s^{-1}}$ 的视向速度。结合测光数据，他们发现在视向速度约 140 $\mathrm{km\cdot s^{-1}}$ 附近，存在一个在 $(B_\mathrm{J}-R)$ 色指数上的延展，这与银河系模型的预言不符。他们认为这是一个正在被银河系潮汐撕裂的矮星系的遗迹，并将其命名为人马座矮星系。

1999 年，Helmi 等人[14]测定了依巴谷星表中 97 颗天琴座 RR 变星和红巨星的视向速度及光度距离，结合依巴谷卫星的自行数据，得到一个具有 6D 信息的恒星样本。尽管恒星的数量不算很大，但是他们巧妙地构造样本的熵，表示为：

$$S = \sum_i \frac{N_i}{N} \lg \frac{N_i A_p}{N} \quad , \tag{1}$$

其中，S 可用来衡量样本是否存在子结构，求和是对每个分区 A_p 中的组分进行的，N 为分区中的恒星总数，N_i 为每个组分包含的恒星数目。当样本中具有子结构时，熵的值会比平滑分布的样本更小，并通过这一方法成功发现了 H99 星流。通过进一步在运动积分空间 $(J_z, J_{\rm ver})$ 中观测到成团，他们验证了这一星流的存在，将观测结果与数值模拟进行对比，他们认为 H99 星流的前身是一个轨道倾角很大的矮星系，其与银河系的并合可能贡献了银晕中 10% 以上的贫金属星。

2008 年，Klement 等人[30]使用 RAVE 提供的视向速度结合依巴谷和第谷等星表的数据，构造了一个包含 7015 颗距离误差小于 25% 的恒星样本。他们根据 Helmi 等人[14]的工作，在运动积分空间、速度空间中寻找子结构，包括 $(L_z, L_{\rm ver})$, (E, L_z), $(V, (U^2+2V^2)^{1/2})$ 等。为了更好地在这些空间中发现成团，他们将数据划分为小格后进行小波变换，以增强密集结构的显著性 (见图 3)，但这也使得样本的泊松噪声变得明显，从而引入了干扰。因此，他们对每种空间进行 250 次蒙特卡洛模拟，检验这些密集结构的真实性。最终他们探测到先前已发现的三个星流和两个新发现的星流。



注：颜色表示成团的显著性 σ，图中仅显示了 $\sigma > 2$ 的区域。被认为是星流的特征用黑色圈标出，其中包括几个已知的星流和一个新发现的星流。

图 3 样本恒星在相空间的分布经小波变换后的切片图[30]

2015 年，Zhao 等人[31]使用 LAMOST DR2 的数据，采用与 Klement 等人[30]类似的方法，在 $(\nu, V_{az}, V_{\Delta E})$ 运动积分空间中寻找星流，通过小波分析提高成团的显著度，证认了 9 个星流，其中包括 3 个已知的星流和 6 个新星流，新的星流被命名为 LAMOST N1－6。

Zhao 等人发现的星流数量占当时已知同类总数的近一半。

2013 年，Gaia 卫星成功发射，2016 年和 2018 年分别释放第一批和第二批数据，以高于依巴谷卫星 100 倍的测量精度给出 10 亿量级恒星的三维位置和切向速度[32]，这无疑将银河系结构与形成演化研究推到了一个里程碑式的新高度。天文学家利用 Gaia 和 LAMOST[33, 34]等光谱巡天数据，在银河系结构研究和吸积并合遗迹探测上取得了很大进展。

2018 年，Myeong 等人[35]利用 Gaia 和 SDSS，LAMOST 巡天的数据取得了约 60 000 颗恒星的完备运动学信息。他们选择一个在星系动力学演化中变化缓慢的运动积分，并采用快速的数值方法计算样本恒星在轴对称势能中的运动积分，在其空间中寻找银晕中的子结构。如图 4 所示，他们在 (J_R, E) 空间中观测到金属丰度高的样本在 J_R 方向延伸至很高，并且集中在高能量端，而金属丰度低的样本几乎在高 J_R 处没有分布，这个结构在 (J_ϕ, E) 空间主要位于负 J_ϕ 区域，从而发现了一个具有高能量和逆行特征的子结构，他们推测这可能是由 ω Centauri 造成。ω Centauri 是银河系内已知最大的球状星团，由于其大质量、高偏心率轨道和逆行的特征，它被认为是一个矮星系被吸积后所留下的星系核[36]。利用高斯混合模型的机器学习法，他们在运动积分空间中发现了银晕的另一个子结构，其金属丰度低至 [Fe/H] $= -3$，并且具有 $\langle v_R \rangle = 12\ \mathrm{km \cdot s^{-1}}$ 的外流特征，他们认为这是一个由共振造成的极低金属丰度结构，该特征在之前没有发现过。

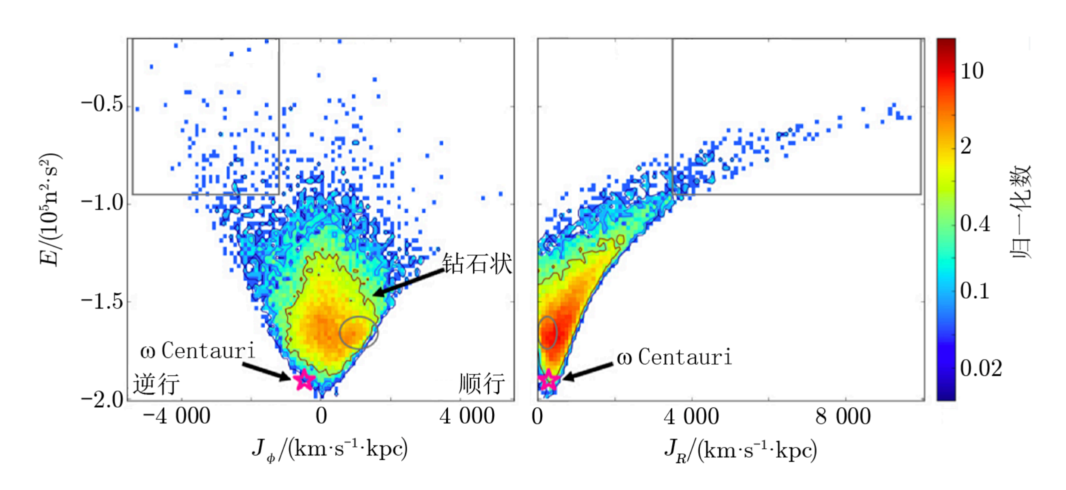
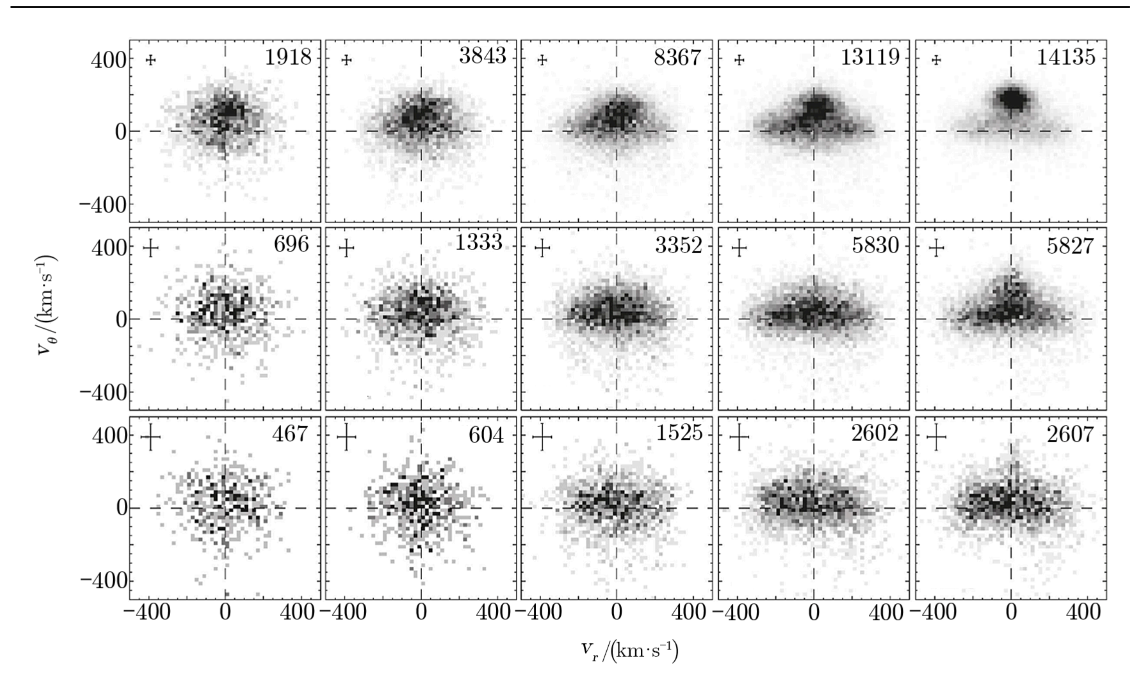


图 4　**金属丰度较高 ($-1.5 <$[Fe/H]< -1.3) 的恒星样本在运动积分空间 (J_ϕ, E) 和 (J_R, E) 中的分布**[35]

2018 年，Belokurov 等人[37]利用 Gaia 和 SDSS 数据获取了具有 192 536 颗恒星完整运动学数据的样本。他们利用各向异性参数来研究恒星样本在速度空间的形状随半径和金属丰度变化的情况 (见图 5)。各向异性参数的定义如下：

$$\beta = 1 - [(\sigma_\theta^2 + \sigma_\phi^2)/2\sigma_r^2] \quad , \tag{2}$$

其中，σ_r, σ_θ, σ_ϕ 分别为 r, θ, ϕ 方向上的速度弥散。



注：金属丰度从左到右依次增加，分别为 [Fe/H]< −2.30，−2.30 < [Fe/H] < −2.00，−2.00 < [Fe/H] < −1.66，−1.66 < [Fe/H] < −1.33，−1.33 < [Fe/H] < −1.00。高度 $|z|$ 从上到下依次增加，分别为 $1 < |z| < 3$，$3 < |z| < 5$，$5 < |z| < 9$。

图 5 SDSS-Gaia 主序恒星样本在球坐标中径向 v_r 速度和切向速度 v_θ 空间中的分布[37]

当 β 为负无穷时分布表现为圆轨道，β 为 1 时分布表现为偏心率极大的径向轨道。他们发现银晕的 β与金属丰度具有很强的联系，在 −1.7 <[Fe/H]< −1 时，显现出很强的径向特征，β 达到 $0.8 \sim 0.9$；在−3 <[Fe/H]< −1.7 时，$\beta \approx 0.3$，中间有很剧烈的变化，这个结果接近其他研究测得的银晕总体的 $\beta \approx 0.7$。同时他们也发现富金属恒星具有一个微弱的逆向自转速度，约为 25 $\mathrm{km \cdot s^{-1}}$，现有的银河系晕模型并不能够产生这样的 β 分布特征和低速的逆向自转，推测这可能是由大质量矮星系的并合造成。为了检验这个想法，他们研究了 10 个大质量矮星系与银河系并合的 zoom-in 宇宙数值模拟，为了再现观测到的高 β，这个前身星系的恒星需要具有较高的径向速度。他们画出在并合过程中 β 随时间的变化图，发现在某个时间可以观测到 β 出现在 0.8 以上的情况，验证了并合理论并确定其发生的时间是在 $8 \sim 11$ Ga 之前，而富金属晕成分的旋转可以认为由矮星系并合前具有的角动量所造成。

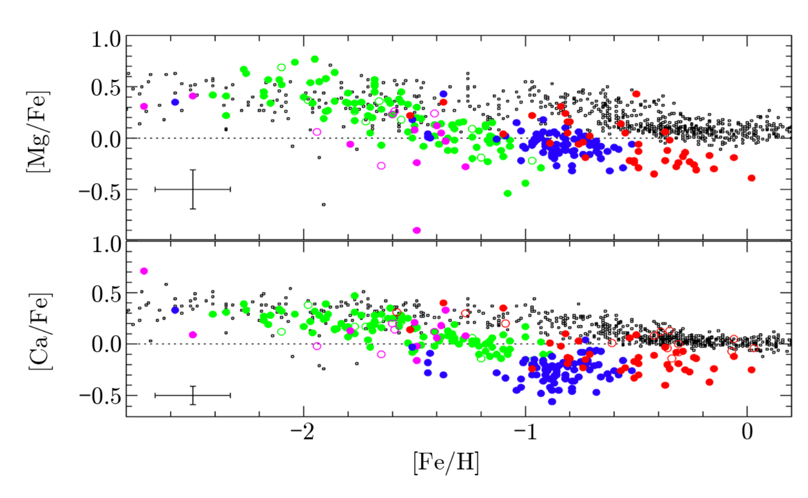
2.4 化学丰度

2.4.1 背景

不同元素的产生具有不同的天体物理环境和时标。大部分的 H, He 和少量的 Li, B, Be 形成于宇宙大爆炸的初期；O, Mg, Si, Ca 等 α 元素通常在大质量恒星演化晚期随超新星爆发过程产生，而大质量恒星的寿命较短，往往只有几百万年；Fe, Cr, Ni 等铁峰元素则主要产生于 Ia 型超新星爆发——双星系统中吸积白矮星的碳爆轰过程，白矮星是寿命较长的小质量恒星的遗迹，这些元素的产生需要经过上亿年。因此在一个星系中，随着时间的

演化，铁峰元素的产生会使 [α/Fe] 随时间下降，[α/Fe] 常常被用来追溯星系的恒星形成时标。比铁峰元素更重的元素主要在原子核的中子俘获过程中形成。当中子俘获的时标长于原子核的 β 衰变时标时，发生慢中子过程 (s-process)，例如在渐进巨星支 (asymptotic giant branch, AGB) 中的核反应，产生的典型元素如 Ba 等；中子俘获时标短于 β 衰变时标时的俘获反应称为快中子过程 (r-process)，Eu, Cf 等元素主要通过这一途径产生，能够发生的场所包括II型超新星爆发、中子星并合等[38]。

对星流恒星开展化学丰度分析的主要对象为 F, G, K 型星，因为小质量恒星的主序寿命较长，其可能产生于很早之前并仍处在主序阶段，在演化过程中，其大气成分不受内部核反应的影响，保留了其形成时周围环境的物质成分。质量较小的矮星系具有较低的恒星形成率 (star formation rate, SFR)，其化学元素形成的环境和最终的演化结果与银河系也有所不同。图 6 展示了 4 个矮星系及银河系的 [Mg/Fe] 和 [Ca/Fe] 随 [Fe/H] 变化的情况。尽管 4 个矮星系的金属丰度各不相同，但是矮星系的金属丰度较低时，其 [α/Fe] 与银河系一致；随着金属丰度的增长，矮星系的 [α/Fe] 逐渐低于银河系，总体而言矮星系的 [α/Fe] 要低于银河系[39]。通过测定恒星的元素丰度，能够检验运动学上具有联系的一批恒星是否有相同的起源，通过与近邻星系和星团的元素丰度进行比较还有可能确定与其具有联系的前身系统，并推断在其形成时周围的环境发生的元素增丰过程[40]。例如，[α/Fe] 与星系中 II 型超新星和 Ia 型超新星的比例密切相关，当 Ia 型超新星对元素演化开始起主要贡献时，矮星系的 [α/Fe] 开始下降，这在矮星系的 [α/Fe]-[Fe/H] 图上表现为一个斜率的陡降 (α 膝)，转折点的位置则显示了 Ia 型超新星开始出现时矮星系所积累的金属丰度[39]。



注：绿色、粉红、蓝色、红色和黑色分别代表 Sculptor, Carina, Fornax, Sagittarius 及银河系。矮星系的金属丰度较低时，其 [α/Fe] 与银河系一致，随着金属丰度的增长，矮星系 [α/Fe] 逐渐低于银河系，图中可见各个矮星系的 α 膝。

图 6　几个矮星系及银河系的 [Mg/Fe] 和 [Ca/Fe] 随 [Fe/H] 变化的情况[39]

银河系晕的矮星系吸积并合起源得到了很多研究的证实，但是银河系与周围的小质量矮星系在化学丰度模式上具有很大差异，对这一理论提出了挑战[8]。2007 年，Venn[41] 指出

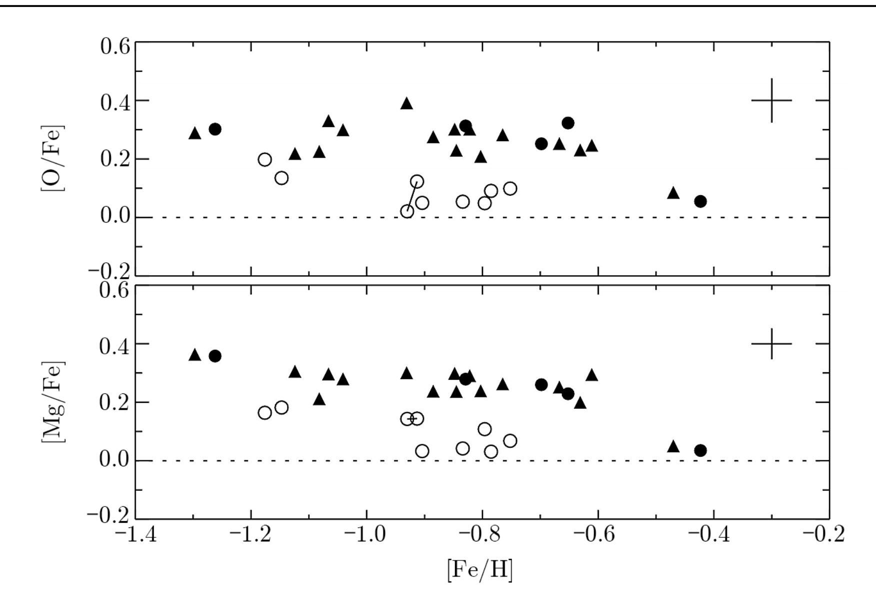
有三种可能的原因可以解释这一现象。第一种可能是与大麦哲云这样的大型矮星系的并合主导了银河系的形成过程，这需要对大质量矮星系的化学元素丰度进行更加细致的分析加以验证。第二种可能是小质量矮星系的吸积都发生在银河系演化的早期，此时主导现有小质量矮星系化学丰度模式的恒星形成过程还没有发生。如果这个假设成立，现存小质量矮星系中最古老的那部分恒星应该与银河系晕星具有相似的元素丰度。第三种可能是演化环境的不同，造成吸积并合形成银河系晕的前身矮星系与现存小质量矮星系的元素丰度本质不同。银河系晕的前身矮星系距离银河系更近，受到银河系引力的影响更强，因此可能具有不一样的恒星形成率和化学演化过程，但是这种说法的验证需要对环境的影响进行更深入的研究。

2.4.2 利用化学丰度分析推断前身星系性质

在大规模光谱巡天时代之前，人们只能获得少数恒星的高分辨率光谱并测定其元素丰度，即便如此，对一些经过精心挑选的少数样本的化学丰度进行分析，也可以取得重要的成果[42]。1997 年，Nissen 和 Schuster 利用 $R \approx 60\,000$, $S/N \approx 150$ 的高分辨率高信噪比光谱，通过 MARCS 程序计算获得其大气模型，对所测量的 Fe I, Fe II 等弱谱线的等值宽度进行分析，得到了 13 颗晕星、16 颗盘星的化学丰度[43]。他们发现盘星样本几乎具有相同的 [α/Fe], [Na/Fe], [Cr/Fe], [Ni/Fe], [Y/Fe] 和 [Ba/Fe] 丰度；而晕星则可以分为两组，其中一组的 5 颗星与盘星的丰度非常类似，另外 8 颗星的 [O/Fe], [Na/Fe], [Si/Fe] 等丰度明显低于盘星，并且这些恒星中的轨道参数 $R_{\rm max}$ 和 $z_{\rm max}$ 几乎都很大。他们认为这些贫 α 星属于外晕，具有吸积并合起源；而富 α 星属于内晕，大部分产生于银河系内。在 α 元素丰度相对于 [Fe/H] 的图上 (见图 7)，盘星在 [Fe/H]$<$ 0.6 时表现出恒定的 [α/Fe] 丰度，而 $-1.0 <$[Fe/H]$<$ 0.7 范围内一组晕星的 α 元素丰度显著低于盘星 (偏离的大小在典型误差的 $3 \sim 5$ 倍以上)。一种可能的解释是这些晕星是在星系中恒星形成率低于盘的区域形成的，因此，Ia 型超新星开始主导 Fe 增丰过程时，该区域恒星的金属丰度比盘星还低。他们还发现 [Na/Mg] 与 [Mg/H] 及 [Ni/Fe] 与[Na/Fe] 具有很好的相关性，前者可以用 Na 在大质量恒星的 C 和 Ne 燃烧中产生来解释，后者则可能是在富中子决定的 II 型超新星爆发过程中产生。

1999 年，Lee 等人[44]对 ω Centauri 星团天区 130 000 颗具有高质量 BV 颜色-星等数据的恒星进行了分析，他们发现在 B-$(B-V)$ 图上存在几个不同的红巨星支，其中一支可能具有高金属丰度的恒星与其他贫金属的蓝星显著地区分开来，这意味着在 ω Centauri 星团中有几种不同的星族①。利用模型进行模拟分析，他们发现当系统中的富金属恒星比大多数贫金属恒星年轻 2 Ga 时，产生的颜色星等图与观测结果符合得很好。在一个球状星团中具有多种产生于不同时期的星族是非常奇怪的，他们认为 ω Centauri 的前身是一个质量足够大的矮星系，能够经历几次不同的星暴增丰过程并产生多种化学模式的恒星，在第一代贫金属星产生 2 Ga 之后， ω Centauri 与银河系并合，在这个过程中大部分恒星被吸积，其星系核的遗迹成为今天看到的 ω Centauri 星团。

①此处的多星族指的是观测发现的球状星团中的 C, N, O, Na 等轻元素丰度有变化，有的星团还存在 [Fe/H] 的变化现象，应与银河系中三种星族的概念相区分



注：盘星用实心三角形表示，与盘星相混合的晕星用实心圈表示，与盘星分离开的晕星用空心圈表示，可见盘星在 [Fe/H]< −0.6 时 [α/Fe] 丰度恒定，而 −1.0 <[Fe/H]< 0.7 范围内存在一组晕星的 α 元素丰度显著低于盘星。

图 7　相对于 [Fe/H] 的 α 元素丰度[43]

2018 年，Zhao 等人[45]对 LAMOST-N1 星流的起源进行了细致的化学分析。他们首先从 N1 星流成员星中选取样本，通过 Subaru 高色散光谱仪 (HDS) 观测的高分辨率光谱，精确测定了 N1 星流中 6 颗成员星的化学丰度，包括 α 元素、odd-Z 轻核元素、铁峰元素和中子俘获元素等 11 种元素。以相同步骤测量其他 5 颗校准星的元素丰度，发现与 Ishigaki 等人[46]的结果符合得很好，该结论说明他们使用的方法不存在明显的系统误差。6 颗 LAMOST-N1 成员星的 [α/Fe] 与银晕的低 α 部分相似，而与厚盘和银晕的高 α 部分具有明显的区别，这说明 N1 可能来源于银河系外，但是 N1 的 [α/Fe] 又高于已知的大部分矮星系，因此其前身星系可能具有不一样的恒星形成率。成员星中 5 颗 α 元素丰度相似的恒星的 [Na/Fe] 与 [Ni/Fe] 之间没有显著的相关性，这一特征与矮星系类似。这可能是由于 Ia 型超新星使 Fe 得到增丰，从而降低了其 [Na/Fe] 和 [Ni/Fe] 的值。6 颗成员星的 [Ba/Y] 低于矮椭圆星系但是高于银河系场星，并具有 Nissen 和 Schuster[47]提出的随 [Fe/H] 增加而增加的趋势，这可以被解释为贫金属 AGB 星的存在使得 s 过程元素的产生偏晚。综合多种类型元素丰度分析的结果，Zhao 等人[45]得出的结论是，LAMOST-N1 星流可能来自于银河系对一个化学演化较慢系统的吸积，并且这个系统具有额外的 Ia 型超新星增丰过程和贫金属 AGB 星。

2.4.3　从化学空间寻找结构

从运动学空间证认星流已被许多工作证明可行，并且从运动学空间找到的星流往往在化学空间也呈现一定程度的成团性。但是，通过化学空间中的成团性寻找星流是比较困难的，这主要由于两个原因：(1) 不同起源的恒星在化学空间上可能存在重叠，而 2014 年

Meléndez 等人[49]的研究显示，具有同一起源的恒星也并非一定具有相同的元素丰度；(2) 从化学空间中寻找成团性要求具有足够大的样本，但是目前具有高质量光谱的恒星还比较少，而已有大样本巡天得到的光谱质量不足以得出精确的元素丰度。

2016 年，Hogg 等人[48]第一次从化学空间中找到了可信的成团。他们指出，传统分析元素丰度的方法未能充分利用光谱的所有信息，为了得到足够多的具有精确元素丰度的样本，他们采用了 The Cannon 模型。这种方法基于大样本数据，首先构造一个已知恒星参数和元素丰度的高质量训练集，之后通过计算似然性的方法精确地确定其他恒星的元素丰度[50]。通过这种方法，他们得到了 98 462 颗巨星的 15 种元素的丰度，之后通过 k 近邻方法在 15 维化学空间中寻找成团性。结果显示他们找到的在化学空间中成团的恒星在位置空间和恒星参数空间中分布也很集中 (见图 8)，其中包括一些先前已经通过其他相空间找到的结构，这一结果证明了仅通过化学空间寻找星流的可行性。

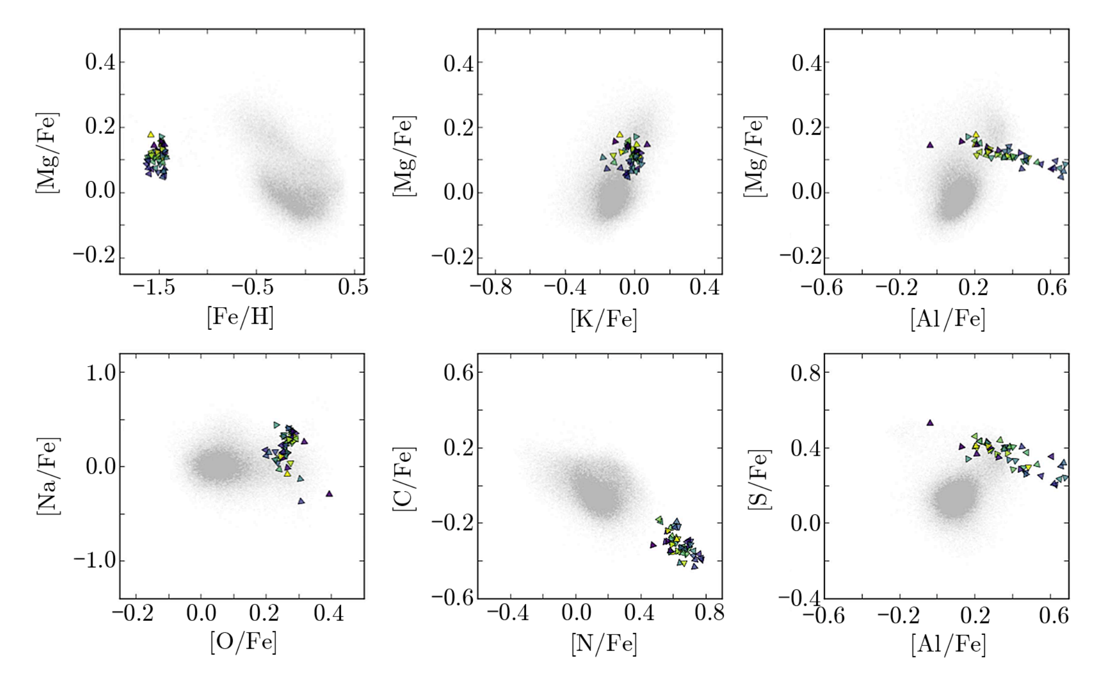


图 8　在化学空间找到的成团[48]

2.4.4　化学丰度与运动学分析

元素丰度能够证实从运动学分析得出的结论。2014 年，Bensby 等人[51]基于太阳邻域内 714 颗 F 和 G 型矮星的高分辨率光谱，通过测量谱线等值宽度和在局部热力学平衡 (LTE) 假设下计算的一维平面平行大气模型的分析，得到了恒星元素丰度。这些数据显示，在太阳邻域银盘中存在一组贫 α 的恒星和另外一组富 α 恒星，如图 9 所示，TD 和 D 分别是从恒星运动的角度分析得到的其分别属于厚盘和薄盘的概率，TD/D 值更大 (属于厚盘的可能性更大) 的恒星 α 元素丰度明显高于 TD/D 值更小 (属于薄盘的可能性更大) 的恒星。这些证据显示，运动学上区分出的厚盘与薄盘具有不同的化学丰度模式，从化学的角度证实了

Gilmore 和 Reid[2] 提出的银盘可以分为薄盘和厚盘的理论。

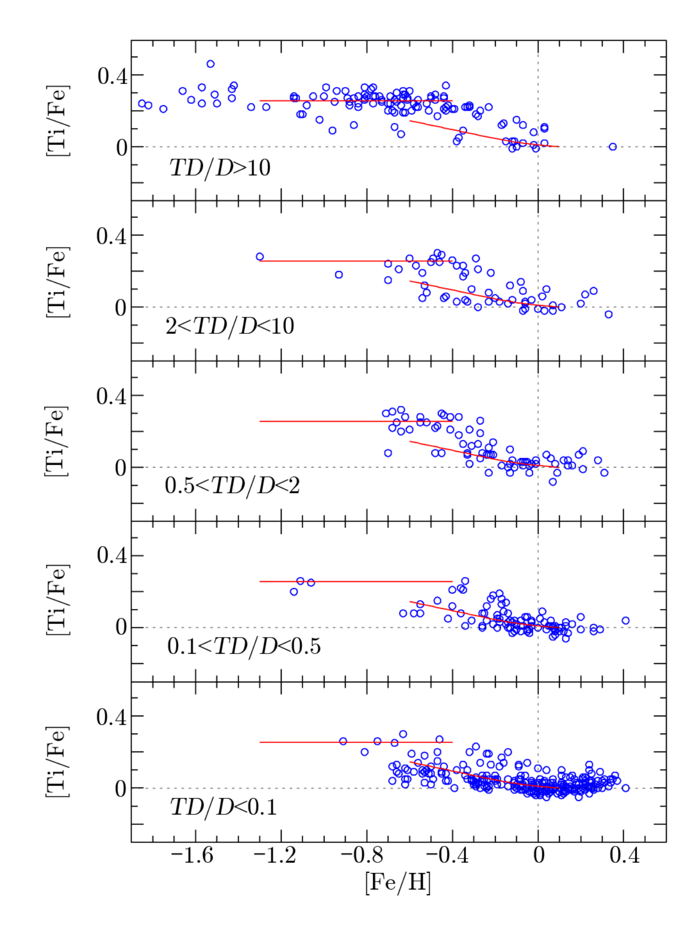


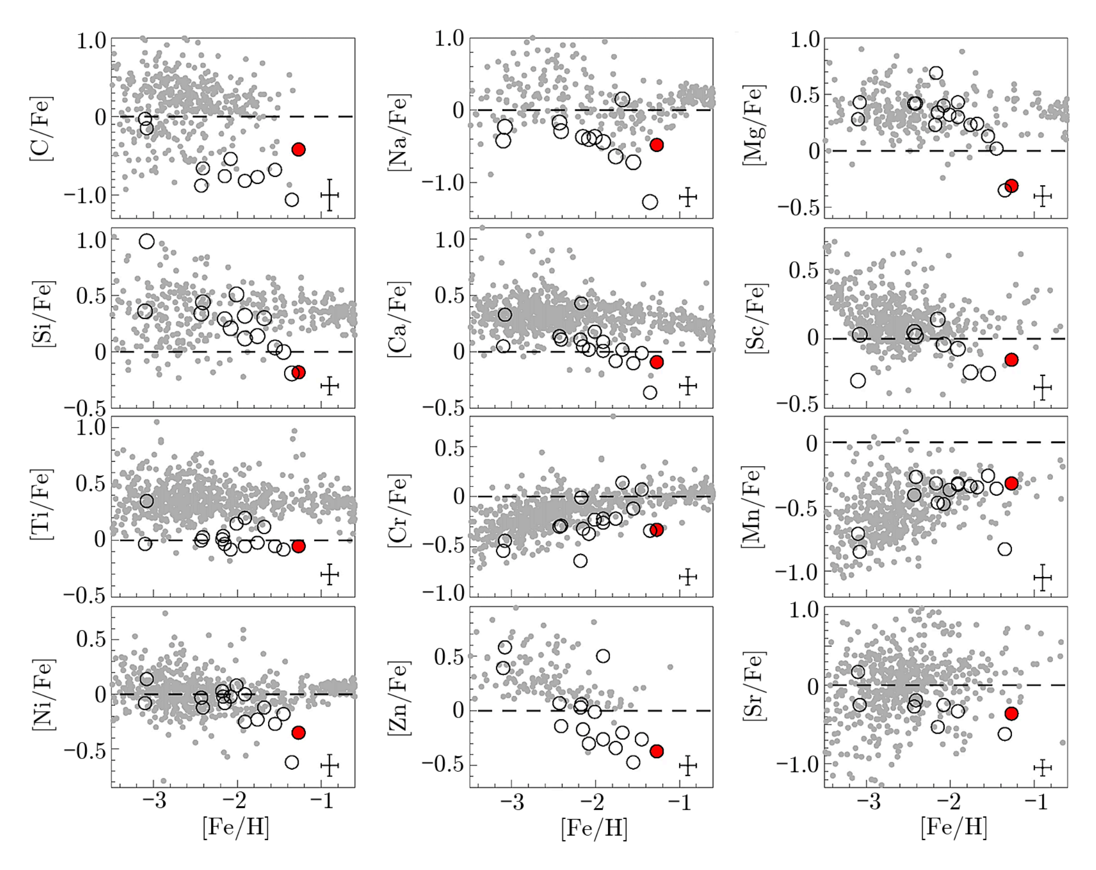
图 9　具有不同属于厚盘与属于薄盘概率比 (TD/D) 的恒星在 [Ti/Fe]-[Fe/H] 图中的趋势

一些研究发现，对元素丰度的分析有时会形成与运动学分析截然相反的结果。2004 年，Venn 等人[8] 通过元素丰度的分析对 Arcturus 星流的起源进行了研究，得到了与先前运动学分析相反的结果。Arcturus 星流是一组早在 1971 年就被 Eggen 发现的具有相似自行，并与亮星 Arcturus 具有动力学关联的恒星[52]。2004 年，Navarro 等人[53] 从运动学角度追溯 Arcturus 星流的起源，他们观测到的特殊角动量、速度弥散分布和单一的元素丰度模式使得他们认为这个星流来自一次吸积事件，并且贡献了太阳邻域内相当数量的贫金属星。然而 Venn 等人[8] 发现这些恒星不具有矮星系吸积遗迹的低 [α/Fe] 丰度特征，并且其元素丰度与标准的厚盘星非常相似，因此他们认为 Arcturus 星流更有可能是起源于银河系内。

2.4.5　特殊化学模式恒星的研究

对具有特殊化学模式的恒星进行分析也可以得到关于银河系吸积历史的重要信息。2019 年，Xing 等人[54] 对恒星 LAMOST J112456.61+453531.3(J1124+4535) 的元素丰度进行了详细研究，这是一颗由 LAMOST 巡天项目证认的银晕中的低 α 恒星。Xing 等人[54] 利用高

分辨率光谱观测数据对其化学元素进行精确测定，发现这是一颗具有低 α 元素丰度和极端高r过程元素含量的贫金属恒星。J1124+4535 的 [Mg/Fe] 明显低于银河系中其他贫金属恒星，这表明其产生的环境具有相对较低的恒星形成率，如矮星系。具有高 r 过程元素丰度和低 α 丰度的贫金属星，在银河系本身的化学演化模式下几乎是不可能形成的，但是在矮星系中却可以找到。Xing 等人[54]进一步发现，J1124+4535 的元素丰度模式与 UMi 矮星系中的恒星非常类似，如图 10 所示，它们都表现出非常低的 C 丰度，而 Na, Sc, Ni 和 Zn 丰度都低于银晕中的恒星。



注：J1124+4535 为实心红圈，空心黑圈是 UMi 矮星系的成员星，灰色点是银河系晕星。

图 10 J1124+4535 恒星在化学空间中的分布[54]

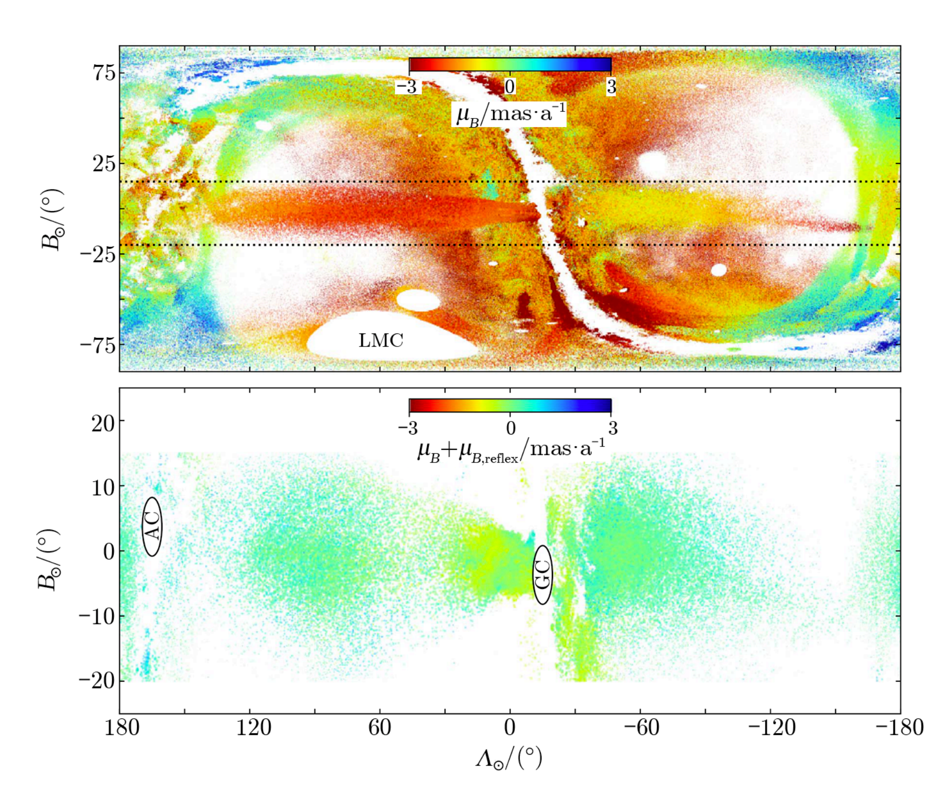
J1124+4535 和 UMi 矮星系中，[Fe/H] > −2 的恒星的 [Sr/Fe] 值都低于晕星的典型值；但是 J1124+4535 和 UMi 矮星系中，COS 82 具有高占比的较重中子俘获元素。这说明 J1124+4535 可能产生于一个与 UMi 矮星系非常类似的环境中。他们认为，J1124+4535 中的超高丰度的 r 过程元素可能源于双中子星并合，也可能 J1124+4535 所在的前身星系和 UMi 矮星系曾经历了多次的 r 过程元素增丰事件，而 α 元素含量低是因为其产生的区域恒星形成率相对较低。像 J1124+4535 这样具有独特化学丰度的恒星在银河系中非常罕见，这一发现为银河系吸积矮星系的历史提供了强有力的证据。

3 一些重要的星流等子结构

通过对搜索到的星流等子结构进行动力学和化学丰度等各方面的深入分析，人们可以了解其起源甚至追溯其前身系统，从而更好地理解银河系的吸积并合历史。此外，对星流等子结构的研究也能够让我们了解银河系的质量及其分布、形态和结构等性质，从而有助于我们更好地理解银河系。下面将介绍两个重要的银河系子结构。

3.1 人马座星流

人马座星流是一个受到广泛研究的典型星流，其空间结构非常显著，从南到北跨过整个银河系 (见图 11)。1994 年，Ibata 等人[24, 55]在银心方向发现此星流，由于该组恒星位于人马座，因此将这个星流称为人马座星流；他们认为这组恒星属于一个受到银河系的潮汐撕裂的矮星系，其性质与银河系周围的矮星系类似，被称为人马座矮星系。人马座星流被认为是人马座矮星系受到银河系潮汐力瓦解而留下的遗迹[55]。作为其正在被撕裂的典型特征，人马座星流可被分为两支——位于北银球的导臂和位于南银球的曳臂。



注：$\Lambda_\odot, B_\odot$ 为人马座坐标系，图中银河系中心和反中心分别标识为“GC”和“AC”。

图 11 Gaia DR2 数据所揭示的人马座星流 (图中两条虚线区域内) 在位置空间中的分布[67]

3.1.1 人马座星流的二级分支结构

2006 年，Belokurov 等人[22]利用 SDSS 的测光数据研究银河系结构时，证认了人马座星流的显著存在，并发现人马座星流的导臂中存在二级分支结构，这一发现也给之后的模型研究提供了很强的限制。

2012 年，Koposov 等人[56]利用 SDSS DR8 的数据对人马座星流南半球部分的结构进行了分析，在曳臂中发现的二级分支结构与 Belokurov 等人[22]2006 年在导臂中所发现的类似。两个分支存在 10° 的夹角，其积分光度相差 5 ~ 10 倍，并且很可能具有不同的金属丰度分布函数。他们认为曳臂中较弱的分支与导臂中较弱的一支实际上是同一个结构，两臂中存在分支结构实际上是由与人马座星流近乎平行的另一条较弱的星流所形成，并且这是两个不同的前身星系的并合所造成，然而仍然没有合理的模型能够对此进行描述。2017 年，Zhang 等人[57]通过分析 LAMOST K 巨星数据与 SDSS 红巨星的数据证实曳臂中分支的存在，并指出两个分支中恒星金属丰度分布的峰值分别为 −1.3 dex 和 −1.9 dex；此外，他们还在导臂上发现了一个可能存在的新分支，这对人马座矮星系和银河系吸积并合模型提供了新的限制。

2019 年，Li 等人[58]利用从 LAMOST 数据获取的大样本 M 巨星，再结合 Gaia DR2 的自行数据，筛选出 164 颗无污染的人马座星流成员星，首次拟合出人马座星流在三维空间中的轨道，他们发现曳臂在 $\tilde{\Lambda} \approx 170°$ (人马座坐标系，见图 11)，日心距离大约 130 kpc 处到达远银心点，与先前研究者用蓝水平支星和天琴座 RR 变星所追踪到的结构类似[59, 60]。这一结果表明，人马座星流中存在各种类型的恒星，具有较大的金属丰度范围。Li 等人还在能量角动量空间对该星流进行了分析，发现星流的导臂与曳臂之间存在轻微的能量角动量差异。2019 年 Yang 等人[61]利用 LAMOST 数据中 K 巨星、M 巨星和蓝水平支星进行研究，他们发现在能量-角动量图中三种类型的恒星没有明显区别，但人马座星系残骸和曳臂的能量要明显高于导臂，与 Li 等人的结果相似。在元素丰度方面，平均而言曳臂的金属丰度高于导臂，而残骸部分的金属丰度最低。此外，Yang 等人[61]的研究还显示，如果将人马座星流按照亮度和位置区分为两个子流，较亮子流的 V_Y 和金属丰度更高，但他们还不能判定这种差异是否与二级分支相关。

3.1.2 人马座星流并合模型的研究

自从人马座星流被发现以来，人们对其前身星系的质量和并合过程进行了长期的研究。1998 年，Ibata 和 Razoumov[62]通过动力学模型计算模拟人马座矮星系与银河系外 H I 盘的碰撞作用，发现如果将前身矮星系的质量设定为 $5 \times 10^9 M_\odot$ 以上，就能够模拟产生主要的旋臂和观测到外盘倾向一侧的不匀称分布，而这也符合矮星系能够持续经受潮汐力撕裂至今的假设。2005 年，Law 等人[63]利用从 2MASS 数据中证认出来的 M 型巨星的位置和速度分布，与各种静止银河系势能模型下的 N 体数值模拟的结果相比较，显示在 50 kpc 以内银河系的质量为 $(3.8 \sim 5.6) \times 10^{11} M_\odot$，并且人马座星流的轨道已经演化了几十亿年。他们进一步研究星流年轻部分对模型的限制，在三种银河系势能 ($q = 0.90$, 1.0 和 1.25，即扁椭球，球形和长椭球) 下进行数值模拟，估计人马座矮星系当前的束缚质量为 $(2 \sim 5) \times 10^8 M_\odot$，并

且不依赖于银河系势的形式。2010 年，Niederste-Ostholt 等人[64]利用 SDSS 和 2MASS 的数据首次获取了人马座星流的导臂和曳臂的光度轮廓，从而对潮汐撕裂过程的研究提供了直接的限制。他们估计人马座星流的前身星系的光度为 $(9.6 \sim 13.2) \times 10^7 L_{\odot}$，其中 70% 的光度由潮汐尾贡献，并估计在光度半径之内其质量约为 $10^9 M_{\odot}$。2010 年，Łokas 等人[65]利用潮汐搅拌 (tidal stirring) 模型模拟人马座星流的形成过程，他们假定其前身是一个嵌在暗物质晕内的盘星系，通过对观测到的星流速度弥散轮廓的模拟，Łokas 等人[65]估计现在人马座矮星系 5 kpc 半径内的质量约为 $5.2 \times 10^8 M_{\odot}$，为了达到这个质量，其最初的质量须高达 $1.6 \times 10^{10} M_{\odot}$，与大麦哲伦云相当。

2010 年，Law 和 Majewski[66]提出了一个非轴对称的三轴引力模型 (c/a=0.72, b/a=0.99)，分布在半径为 20 ∼ 60 kpc 范围内，其短轴位于银盘的平面上。由于这样的引力势在 CDM 模型下很难产生，他们认为在人马座矮星系演化的过程中也受到了非对称势 (如麦哲伦星系) 的影响。利用这一模型，他们解释了大部分观测上关于角位置、距离和视向速度的限制，并且估计现有人马座矮星系的束缚质量约为 $2.5^{+1.3}_{-1.0} \times 10^8 M_{\odot}$；同时也预测人马座矮星系演化过程中的金属丰度分布函数会出现明显的变化，因此现在人马座矮星系中恒星的元素丰度与其先前被吸积进银晕的恒星元素丰度不同。但是这个模型也无法重现星流导臂中变成两支的现象[22]。

2020 年，Ibata 等人[67]利用 STREAMFINDER 算法从 Gaia DR2 数据中首次获取了人马座星流的六维全景图。基于 Gaia 数据中挑选出的天琴座 RR 变星的精确数据，他们发现，虽然 Law 等人[66]的模型将星流的导臂和曳臂的距离高估了 15%，但是人马座星流的全景形态和运动特性与该模型符合得很好。

2020 年，Zhao 等人[68]基于 LAMOST 南银冠两个极限星等深、完备性好的天区，通过 LAMOST 的视向速度数据，结合 Gaia 的自行数据证认出了 106 颗较亮的人马座星流成员星。他们利用 Xiang[69]提供的 [α/Fe] 数据对这些恒星的 α 元素丰度模式进行了研究，发现这些恒星的 [α/Fe] 在 [Fe/H] 为 (-1.1 ± 0.2) dex 时出现下降斜率的转折 (α 膝)，[Fe/H]<-1.5 时与相同金属丰度的银河系场星类似，而在 [Fe/H]>-1.0 时低于银河系场星。此外，这两个天区的平均金属丰度也存在一定差异，沿着星流轨道方向显示出较小的金属丰度梯度。目前针对人马座星流的研究主要是整体的特性分析，这些细节信息对人马座星流的深入研究具有重要意义。

3.1.3　人马座星系并合对银河系的影响

人马座星系的并合过程可能对银河系形态的塑造和元素丰度的分布产生重要的影响。1998 年，Ibata 和 Razoumov[62]对人马座矮星系与银河系外 H I 盘碰撞作用的数值模拟表明，人马座矮星系对银河系的扰动作用能够造成银河系的主要旋臂以及外盘的不匀称分布，此外，银河系气体盘的翘起结构可能也与这种相互作用有关。他们认为，要充分了解银河系外盘的恒星形成历史和空间结构，必须要考虑人马座星系的扰动作用。2011 年，Purcell 等人[70] 将人马座星系的初始质量分别设为 $10^{10.5} M_{\odot}$ 和 $10^{11} M_{\odot}$ 并进行数值模拟，然后与孤立演化的星系进行对比。结果表明，与人马座星流的相互作用对外盘有显著的扰动，从而触

发了类似环状结构的形成，并影响了星系中心核棒和旋臂的形成。他们模拟出的核棒取向 ($\phi_{\rm bar}$ = 15°∼ 20°) 与所观测到银河系核棒的取向 ($\phi_{\rm MW}$ =15°∼ 30°) 非常吻合，而孤立的演化星系则不能产生这样的结构，这表明与人马座星系的并合过程是银河系演化模型中不可或缺的一部分。2014 年，de Boer 等人[71]从 SDSS 和 SEGUE 的数据中挑选了高纯度的人马座星流样本并对其 α 元素的丰度进行了分析，发现这些成员星存在类似矮星系中α 膝的转折结构，并且确定了转折发生在 [Fe/H]≈ −1.3，这只比银河系在 [Fe/H]= −1.04 的 α 膝稍低一些。他们的结果表明，在银河系α 膝产生之前的与人马座星系类似的星系的吸积并合，对银晕中具有较高金属丰度部分的形成具有重要的作用。

3.2 盖亚香肠

Gaia 卫星第二批释放数据[32]发布以来，盖亚香肠 (Gaia-Suasage-Enceladus) 并合遗迹的发现和起源研究是重大成果之一。2018 年，Belokurov 等人[37]观测到的银河系晕星轨道各向异性参数 β 的分布特征随金属丰度的变化模式和富金属成分低速的逆向自转，表明银河系可能经历了一次与大质量矮星系的并合事件。在 Gaia 项目发布的$|\hat{V}-\hat{V}_{\rm T}|>200\ {\rm km\cdot s^{-1}}$ (晕星的运动特征) 恒星赫罗图中出现两支明显的具有不同年龄和金属丰度的恒星[32]，即在太阳的邻域存在两个明显不同的主序带。2018 年，Koppelman 等人[72]利用基于金属丰度和相对于盘较大运动速度的方法，结合 Toomre 图[73]，并进一步去除视差误差较大的恒星，获得了包含 6 366 744 颗晕星的样本。利用运动积分，他们从 E-L_z 空间证认出一群具有微小逆行特征的恒星，这群恒星与 Gaia 数据赫罗图中较老和贫金属的一支主序带相对应，他们认为这可能由一次星系并合过程所造成。

2018 年，Helmi 等人[74]利用 APOGEE 数据，将这个具有逆行结构的恒星与薄盘、厚盘的恒星一起画在 [α/Fe]−[Fe/H] 图上，发现这个结构的大部分恒星处在一个与盘星分离的区域，并且一直从低金属丰度延伸到高金属丰度。他们还将逆行恒星在 $V_y-\sqrt{V_x^2+V_z^2}$ 图上的分布与一个质量比为 5:1 的星系并合模拟[75]进行比较，结果非常相似，由此认为这个逆行结构由外来星系的并合所造成。由于这个结构的金属丰度分布范围很大，在小质量矮星系的单次星暴过程中无法产生这么大范围金属丰度的恒星，并且逆行结构恒星的 [α/Fe] 低于厚盘恒星，Helmi 等人[74]认为这一逆行结构的前身星系的恒星形成率要低于厚盘恒星，其质量与大小麦哲伦云相当，并将其称为 Gaia-Suasage-Enceladus。

2018 年，Fernández-Alvar 等人[76]从 APOGEE 巡天获取了 175 颗恒星的 [X/Fe] 和 [Fe/H]，基于一个简单的包含不同元素丰度的化学演化模型，利用 [α/Fe]-[Fe/H] 图斜率转折点分析得出这一贫金属支的恒星形成率为 $0.3M_\odot$/a，并且恒星形成过程持续了 2 Ga。基于 Fernández-Alvar 等人获取的恒星形成率，Helmi 等人[74]估计 Gaia-Suasage-Enceladus 的前身星系质量约为 $6\times10^8M_\odot$，他们还将 Gaia-Suasage-Enceladus 成员星的赫罗图与等年龄线相结合并进行分析，结果表明这些成员星的年龄范围为 10∼13 Ga ，因此他们认为在 Gaia-Suasage-Enceladus 前身星系的并合发生之前，银河系厚盘的雏形已经存在。通过对成员星中具有完整运动学信息的 200 颗天琴座 RR 变星和 13 个与 Gaia-Suasage-Enceladus 具有联系的星团进行分析，Helmi 等人发现他们都具有相似的年龄-金属丰度关系。Helmi 等人[74]还研究了与 Gaia-Suasage-Enceladus 相关的遥远恒星的速度场分布，发现视向速度存

在一个覆盖全天的大范围的梯度，这种连贯的分布只有当恒星在拉长的轨道上同样都朝逆行的方向移动时才会出现。

2008 年，Villalobos 和 Helmi[75] 发现在 Gaia DR2 恒星的 Toomre 图上存在一个延伸至较大负 v_y 处的弧形 (见图 12 a))，对两个 20% 质量比的星系以不同相对位置和形态并合的数值模拟显示，当矮星系与银河系以 30° 倾角顺行并合时，在 Toomre 图上能够产生形状类似的弧形结构，但是这个结构是处于 v_y 的正轴处，而当以 30° 倾角逆行并合时，则产生了与 Gaia DR2 恒星完全类似的结构 (见图 12 b))，这一特殊的弧形结构表明 Gaia-Suasage-Enceladus 与银河系的并合属于逆行并合，且并合的倾角大约为 30° 。2019 年，Myeong 等人[77] 通过对运动积分的研究，认为这一弧形结构是由一个质量约 $10^{10}M_\odot$ 的前身星系与银河系的并合造成的，他们将这个星系称为 Sequoia，其成员星的典型偏心率大约为 0.6。与 Gaia-Suasage-Enceladus 相比，Sequoia 恒星的金属丰度要低 0.3 dex 而 [Mg/Fe] 和 [Al/Fe] 元素丰度更高，他们推测 Gaia-Suasage-Enceladus 与 Sequoia 可能有相关性并且在相同时期与银河系发生并合。

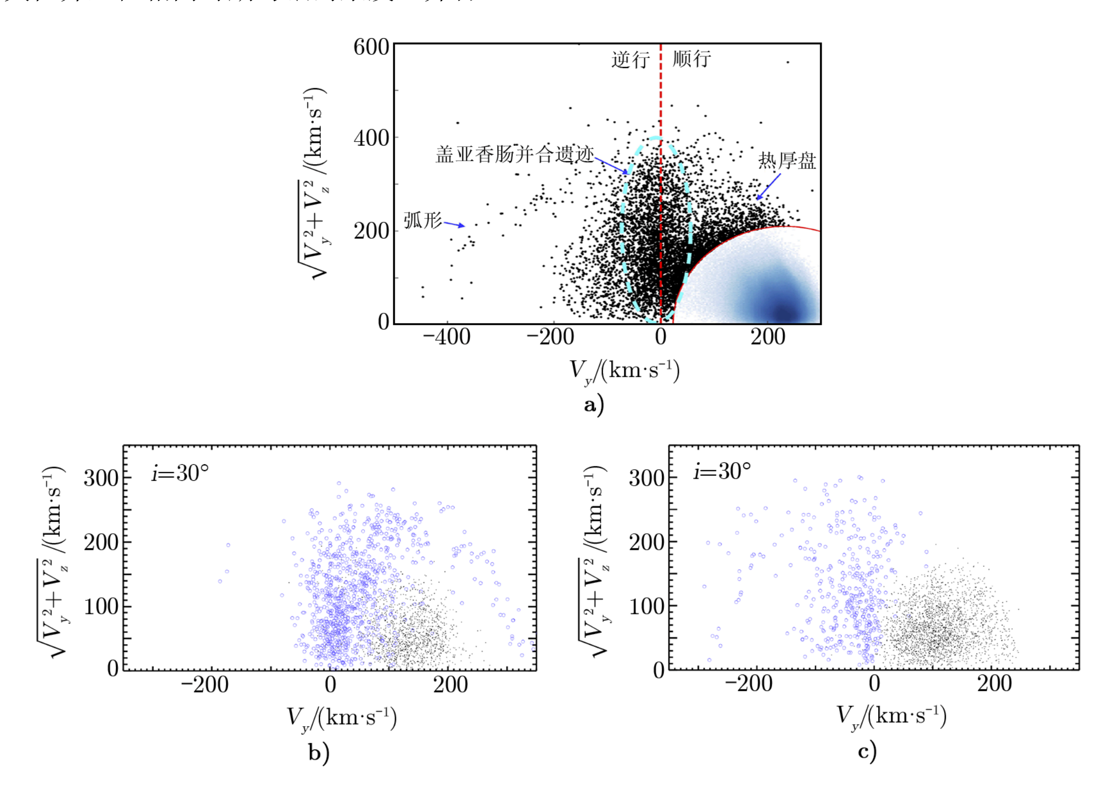


图 12　a) Gaia DR2 获取的恒星样本在 Toomre 图中的分布[72]；b) 顺行并合和模拟得到的结构；c) 逆行并合和模拟得到的结构，可以产生类似 a) 中的延伸至负 v_y 处的弧形结构，顺行并合产生的结构则相反[38]

2020 年，Koppelman 等人[78] 对 Villalobo 和 Helmi[75, 79] 的数值模拟结果进行了详细分析，证实了 Helmi 等人[74] 提出的以 30° 倾角逆行并合时能够产生观测到的弧形结构的结论。

此外，他们还发现 Gaia-Suasage-Enceladus 的恒星并非如先前研究所表明的都是高偏心率轨道，也有大约 9% 的恒星轨道偏心率低于 0.6。利用 e-L_z 运动积分空间对 Gaia-Suasage-Enceladus 的成员星进行分析，他们发现在 e-L_z 图中恒星明显地分为三支，其中具有逆行特征的两支对应 Toomre 图中的弧形结构。他们对 Villalobo 和 Helmi 等人的数值模拟做了 10 Ga 的积分，追溯到并合发生之时，并研究了数值模拟在并合 1.0~1.7 Ga 后恒星的空间分布，发现在 Gaia-Suasage-Enceladus 第二次经过近心点时，有相当一部分恒星首先脱离进入银河系，Toomre 图中的逆行弧形结构就是首先被剥离的这部分恒星受银河系引力作用而形成的，而核心部分还继续向内旋转两到三个轨道才被瓦解，所谓 Sequoia 的遗迹可能就是先脱离的这部分恒星形成的。Koppelman 等人[78]的研究表明，一个较大质量星系与银河系并合时，其不同部分会先后被撕裂进入银河系，受到引力阻碍和潮汐力作用，形成较为复杂的潮汐流，而又由于大质量矮星系本身具有化学丰度梯度，因此一次并合会产生动力学和化学都很复杂的结果。

总而言之，Gaia-Suasage-Enceladus 的发现与研究表明，太阳邻域的晕星来自不少于一次并合事件，而几乎没有本地恒星的贡献。但这并不代表整个银晕的情况，因为与其他矮星系的吸积并合留下的遗迹可能在其他地方占主导地位。此外，Gaia-Suasage-Enceladus 的并合还导致了对盘星轨道倾角的剧烈激发，从而促进了厚盘的形成[74]。

3.3 小结

对人马座星流、Gaia-Suasage-Enceladus 星流的研究所取得的丰硕成果表明，对单个星流子结构的深入研究能够在很大程度上增进我们对银河系吸积和并合历史的了解，甚至能够回溯前身星系的性质和并合中的一些过程细节，追溯并合发生的时间以及银河系对此过程所产生的反馈等。这两个星流的研究向我们展现了与矮星系的吸积并合历史对当今银河系形态结构的形成产生了至关重要的作用，例如外盘翘起、厚盘等的形成机制都可能与矮星系的相互作用有关。不过，这些研究也急需大样本、高精度，以及更深更远的恒星的运动学数据和化学丰度数据。目前进行研究的恒星样本主要集中在巨星、蓝水平支星等特殊恒星上，但矮星系中主序星的数量要远远大于这些特殊恒星，如果能够进一步获取相比而言较暗的主序星大样本的数据，将能够对这些星流进行更为细致的研究，从而为模型提供更多的限制，为银河系的形成历史提供更多的线索。

4 总结与展望

根据 ΛCDM 冷暗物质模型的预言，星系主要通过吸积和并合较小的子系统而形成，这些子系统包括矮星系和球状星团等。这一理论得到一系列观测和数值模拟的支持。银河系是目前唯一一个能够对大量单个恒星进行深入研究的星系，数值模拟和理论分析表明，矮星系在并合及瓦解的过程中会在银河背景星中留下可探测到的星流等子结构，在演化的早期子结构在位置空间成团，演化中期则空间上不再聚集而在运动学空间成团，演化晚期其原有运动学信息逐渐消失时，可通过化学空间成团进行证认。从位置空间、运动学空间和化学空间

寻找成团性能够对星流进行有效的搜索；结合数值模拟等方法对星流的性质进行分析，能够更好地确定银河系物理参数，追溯银河系的吸积并合历史，获得与银河系吸积并合的前身星系的信息，以及发生的时间等诸多细节。Gaia 卫星获取了 10 亿量级恒星的位置、距离和切向速度信息，结合 LAMOST 和 APOGEE 等光谱巡天数据，取得了丰硕的研究成果。对人马座矮星系和 Gaia-Suasage-Enceladus 星系与银河系并合遗迹的深入研究，展现了基于大样本完整运动学数据和化学丰度数据结合数值模拟等方法，对银河系吸积并合历史研究的巨大潜力。Gaia-Suasage-Enceladus 星系与银河系的并合贡献了太阳邻域的大部分晕星，此外也对距离银盘约 4 kpc 处的盘晕转变区域的演化具有重要作用。

我们对目前所探测到的星流等子结构进行了汇总 (见表 1)，相比之前的工作所给出的列表有了很大的扩充[28, 80, 81]。目前银河系中已经搜寻到超过 80 个星流等子结构 (见表 1，图 13)，其中既有位置空间与运动学空间上紧密关联的星流，也有位置与运动学空间上弥散分布仅在化学空间上存在联系的结构，其范围分布在距离太阳系 1 kpc 到几十 kpc 的范围。搜寻更多、更远的星流，获取这些星流成员星的更完整样本，并对这些星流个体进行详细的分析，将为银河系结构和吸积并合起源提供重要信息。

表 1　目前已探测到的星流等子结构

星流	赤经/(°)	赤纬/(°)	中心赤经/(°)	中心赤纬/(°)	距离/kpc	发现年份
Arcturus stream	0.1 ~ 359.9	−12.4 ~ 85.9	–	–	8.7	1971[52, 84]
Magellanic Stream	–	–	8.0	−30.0	55.0	1974[85]
Sagitarius	0.0 ~ 360.0	−75.9 ~ 86.7	279.5	−29.8	1.2 ~ 118.1	1994[24, 66]
Helmi stream	0.0 ~ 360.0	−80.5 ~ 85.9	–	–	约 2.5	1999[14, 86]
Pal5	219.6 ~ 248.6	−12.9 ~ 9.9	231.8	0.4	22.0	2001[87]
VOD/VSS	180.0 ~ 195.0	−4.0 ~ 0.0	187.7	−2.1	6 ~ 20	2001[88, 89]
Monoceros ring	108.0 ~ 125.0	−41.0 ~ −3.0	116.6	−21.1	10.5	2003[90, 91]
Tri-And	−10.0 ~ 29.9	20.0 ~ 44.9	5.0	24.0	20.0	2004[91, 92]
RhLS	–	–	–	–	–	2005[93]
Anticenter stream	124.0 ~ 139.4	−0.8 ~ 64.3	130.0	50.0	8.9	2006[94]
EBS	132.0 ~ 137.0	−3.0 ~ 16.0	134.5	6.5	10.0	2006[94]
NGC5466	180.0 ~ 228.0	21.0 ~ 42.0	190.0	37.0	16.6	2006[87]
Orphan	141.5 ~ 335.5	−75.9 ~ 50.6	178.0	−45.0	16.0 ~ 66.7	2006[22, 95]
Her-Aq	227.5 ~ 345.8	−41.5 ~ 52.5	286.3	7.2	19.7	2007[91, 96]
PiscesOv	350.0 ~ 359.9	−1.3 ~ 1.3	350.0	1.0	90.6	2007[91, 97]
Tri-And2	3.0 ~ 22.9	28.0 ~ 42.0	13.0	34.0	28.0	2007[91, 98]
S1	–	–	–	–	–	2007[99]
S2	–	–	–	–	–	2007[99]
S3	–	–	–	–	–	2007[99]
K08	–	–	–	–	–	2008[100]
Acheron	229.8 ~ 259.2	−2.3 ~ 21.3	244.0	9.8	3.5 ~ 3.8	2009[101]
BootesIII stream	–	–	209.3	26.8	46.0	2009[101, 102]

(续表)

星流	赤经/(°)	赤纬/(°)	中心赤经/(°)	中心赤纬/(°)	距离/kpc	发现年份
Cetus	21.7 ~ 28.6	−4.7 ~ 24.7	25.1	9.5	27.2 ~ 32.5	2009 [103]
Cocytos	186.0 ~ 259.0	−3.3 ~ 20.2	221.3	10.5	11.0	2009 [101]
Lethe	171.1 ~ 258.0	17.8 ~ 25.5	189.0	23.0	13.0	2009 [101]
Styx	193.7 ~ 259.2	18.5 ~ 25.6	226.4	24.0	45.0	2009 [101]
C1	10.2 ~ 357.6	−9.2 ~ 65.4	118.0	21.8	0.7 ~ 2.0	2009 [100]
C2	8.3 ~ 355.9	−1.2 ~ 63.8	184.1	20.6	0.7 ~ 2.0	2009 [100]
C3	7.7 ~ 354.8	−8.0 ~ 52.7	129.5	16.7	0.5 ~ 2.0	2009 [100]
C4	18.7 ~ 359.2	−9.1 ~ 63.4	205.1	13.8	0.3 ~ 2.0	2009 [100]
SKOa	—	—	—	—	—	2009 [104]
Aquarius Stream	344.5 ~ 351.6	18.6 ~ −5.3	344.5	−13.0	0.4 ~ 9.4	2011 [105]
Tri/Pis	21.0 ~ 24.0	22.9 ~ 36.1	22.5	29.5	26.0	2012 [106]
Alpheus	21.6 ~ 27.7	−69.0 ~ −45.0	22.0	−68.0	2.0	2013 [107]
ATLAS	19.4 ~ 31.1	−33.1 ~ −26.5	25.1	−29.9	20.0	2014 [108]
Hermus	241.5 ~ 253.2	5.0 ~ 50.0	251.0	48.0	18.5	2014 [109]
Hyllus	245.8 ~ 249.0	11.0 ~ 34.0	247.0	33.0	20.0	2014 [109]
Ophiuchus	240.6 ~ 243.0	−7.2 ~ −6.7	241.8	−7.0	9.5	2014 [110]
PAndAS	0.0 ~ 22.0	40.0 ~ 48.0	11.0	44.1	17.0	2014 [91, 111]
V3	13.7 ~ 347.9	−6.0 ~ 59.0	167.4	30.7	–	2014 [112]
Tucana III	0.1 ~ 359.9	−59.8 ~ −59.4	358.5	−59.7	25.7 ~ 27.0	2015 [113, 114]
Lamost N1	13.5 ~ 357.6	−7.0 ~ 50.1	170.0	19.7	–	2015 [31]
Lamost N2	14.1 ~ 265.3	−2.1 ~ 60.0	189.0	32.0	–	2015 [31]
Lamost N3	12.4 ~ 205.5	−2.9 ~ 54.8	113.2	35.2	–	2015 [31]
Lamost N4	139.1 ~ 317.6	−3.1 ~ 58.4	219.8	24.5	–	2015 [31]
Lamost N5	137.2 ~ 337.1	−2.0 ~ 56.8	218.4	41.9	–	2015 [31]
Lamost N6	3.0 ~ 344.2	−6.4 ~ 56.6	164.0	12.9	–	2015 [31]
Eri/Phe	14.9 ~ 43.9	−61.9 ~ −47.3	19.0	−57.0	16.0	2016 [115]
Phoenix	20.0 ~ 27.1	−57.0 ~ −45.0	24.9	−49.0	17.5	2016 [116]
PS1-A	28.2 ~ 30.3	−6.6 ~ −1.9	29.3	−4.3	7.9	2016 [117]
PS1-B	145.4 ~ 151.3	−15.4 ~ −6.9	148.4	−11.2	14.5	2016 [117]
PS1-C	330.1 ~ 335.1	11.7 ~ 18.3	332.6	15.0	17.4	2016 [117]
PS1-D	138.3 ~ 141.2	−21.6 ~ 23.3	139.7	0.8	22.9	2016 [117]
PS1-E	159.8 ~ 193.2	46.0 ~ 63.2	173.0	55.6	12.6	2016 [117]
Eridanus	66.0 ~ 66.4	−21.4 ~ −21.0	66.2	−21.2	95.0	2017 [118]
Jet	133.8 ~ 142.1	−27.7 ~ −17.8	138.1	−22.8	28.6	2017 [119]
Kwando	19.0 ~ 31.0	−29.3 ~ −23.9	19.0	−25.0	20.0	2017 [120]
Molonglo	0.1 ~ 360.0	−24.5 ~ −12.0	1.9	−18.3	20.0	2017 [120]
Murrumbidgee	0.0 ~ 360.0	−25.3 ~ 16.0	6.0	4.0	20.0	2017 [120]
Orinoco	0.0 ~ 23.0	−28.6 ~ −24.6	12.0	−25.0	20.0	2017 [120]
Pal15	254.8 ~ 255.3	−1.4 ~ −0.2	255.1	−0.8	38.4	2017 [118]

(续表)

星流	赤经/(°)	赤纬/(°)	中心赤经/(°)	中心赤纬/(°)	距离/kpc	发现年份
Sangarius	131.3 ～ 134.3	−17.8 ～ 32.7	133.0	21.0	21.0	2017 [121]
Scamander	143.5 ～ 151.7	−20.5 ～ 44.3	147.0	18.0	21.0	2017 [121]
WG1	64.2 ～ 97.2	−55.5 ～ −23.2	96.0	−55.0	−1.0	2017 [122]
WG2	70.6 ～ 95.7	−51.4 ～ −47.1	71.0	−52.0	−1.0	2017 [122]
WG3	304.2 ～ 351.3	−49.0 ～ −44.8	308.0	−49.0	−1.0	2017 [122]
WG4	300.0 ～ 333.3	−66.0 ～ −49.4	312.7	−58.7	−1.0	2017 [122]
20.0-1	0.1 ～ 360.0	−48.1 ～ 69.3	295.0	−32.0	12.5 ～ 28.1	2018 [82]
Aliqa Uma	31.6 ～ 40.6	−38.4 ～ −31.5	35.9	−35.0	28.8	2018 [114]
Chenab	318.8 ～ 332.1	−60.0 ～ −42.9	323.0	−55.0	39.8	2018 [114]
Corvus	0.0 ～ 359.9	−22.2 ～ −11.7	183.0	−15.0	3.2 ～ 19.4	2018 [82]
Elqui	10.5 ～ 20.7	−42.6 ～ −36.7	15.4	−39.8	50.1	2018 [114]
Gaia-1	183.9 ～ 197.2	−18.1 ～ −2.0	190.7	−10.1	5.0 ～ 6.0	2018 [26]
Gaia-2	6.1 ～ 15.0	−27.0 ～ −22.0	80.0	−85.0	10.0 ～ 13.0	2018 [26]
Gaia-3	171.0 ～ 179.0	−31.9 ～ −15.1	174.7	−23.6	9.0 ～ 14.0	2018 [26]
Gaia-4	163.0 ～ 167.0	−10.9 ～ −3.1	165.0	−7.0	10.7 ～ 11.5	2018 [26]
Gaia-5	137.0 ～ 153.9	23.0 ～ 41.9	144.6	32.8	18.5 ～ 20.5	2018 [26]
GD-1	119.0 ～ 237.4	−17.4 ～ 59.9	208.0	58.0	8.0 ～ 21.2	2018 [123]
Monoceros Stream	323.2 ～ 352.3	−65.1 ～ −50.5	349.0	−64.0	16.6	2018 [114]
Jhelum	0.1 ～ 359.9	−52.4 ～ −44.7	351.0	−52.0	13.2	2018 [114]
Palca	16.2 ～ 30.3	−53.6 ～ 2.4	18.0	−14.0	36.3	2018 [114]
Phlegethon	284.8 ～ 324.7	−59.2 ～ 16.4	323.0	−24.0	3.6	2018 [124]
Ravi	334.4 ～ 344.6	−59.8 ～ −44.0	341.0	−56.0	22.9	2018 [114]
Turbio	27.8 ～ 28.3	−61.0 ～ −46.1	28.0	−53.5	16.6	2018 [114]
Turranburra	59.2 ～ 75.3	−26.6 ～ −17.9	75.0	−27.0	27.5	2018 [114]
Wambelong	79.2 ～ 90.7	−45.6 ～ −34.2	84.5	−40.1	15.1	2018 [114]
Willka Yaku	35.9 ～ 38.6	−64.6 ～ −58.4	36.0	−65	34.7	2018 [114]
Fimbulthul	198.7 ～ 214.3	−29.6 ～ −22.8	206.3	−24.7	4.2	2019 [125]
Fjorm	197.4 ～ 250.9	5.6 ～ 64.2	203.2	27.1	4.9	2019 [125]
Gjoll	70.1 ～ 90.1	−20.2 ～ −2.4	79.3	−11.4	3.4	2019 [125]
Leiptr	61.0 ～ 96.2	−34.2 ～ 0.7	76.5	−16.4	7.9	2019 [125]
Pisces-Eridanus stream	326.0 ～ 84.4	−47.7 ～ 25.0	25.8	−7.5	0.08 ～ 0.2	2019 [126]
Slidr	148.4 ～ 178.1	3.0 ～ 15.0	165.1	8.3	3.6	2019 [125]
Svol	221.1 ～ 248.9	24.7 ～ 28.5	235.3	27.6	7.8	2019 [125]
Sylgr	167.8 ～ 186.6	−8.4 ～ −1.2	178.7	−3.6	4.1	2019 [125]
Ylgr	169.0 ～ 182.7	−37.2 ～ −10.3	182.0	−37.0	9.5	2019 [125]
Nyx stream	1.9 ～ 358.5	−87.9 ～ 86.7	197.6	−8.0	6.5 ～ 9.5	2020 [127]

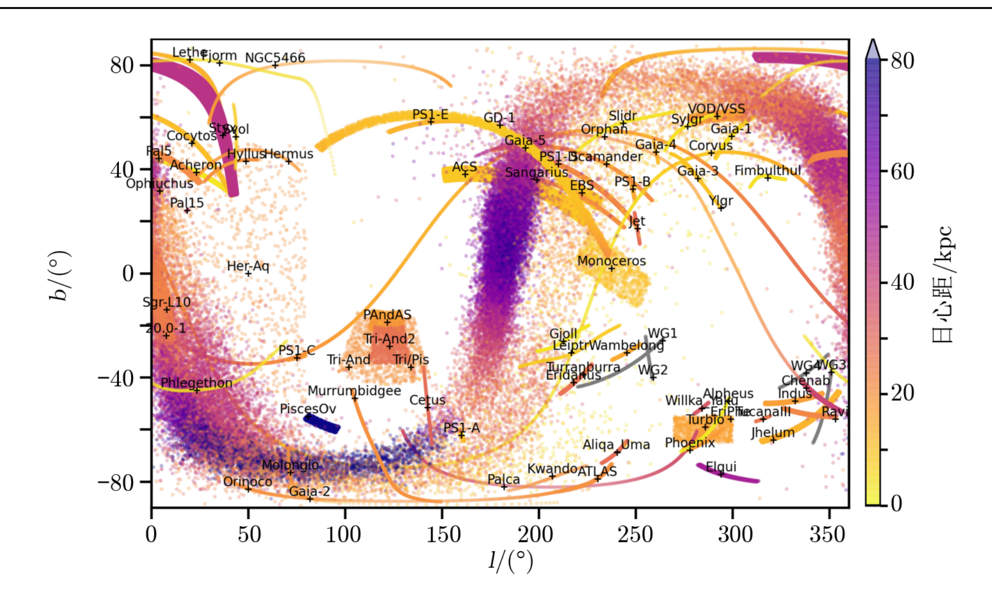


图 13　73 条目前已发现的星流等子结构在天空中的分布[82]

世界上有不少将对银河系子结构的搜寻和研究作为其重要科学目标的巡天项目正在进行或准备。主要针对天体三维位置和切向速度的 Gaia 巡天极限星等达到 19 ~ 20 mag，提供了海量恒星的位置和自行信息。WEAVE, 4MOST 和 DESI 等光谱巡天项目在未来也将为我们提供大量宝贵的数据。匹配 Gaia 的巡天深度要求 8 ~ 12 m 级别的望远镜，能达到这一要求的项目有即将开启的 Subaru/PFS 巡天等，它们将真正实现与 Gaia 的契合，最大限度地将观测视野扩展到银河系外晕。

LAMOST 具有 4 m 有效口径，5° 视场及 4 000 根光纤，是世界上光谱获取率最高的望远镜，目前已经获取了超过千万条光谱。LAMOST 工程 II 期在原有 LAMOST 的基础上进行升级，计划安放在具有世界一流天文观测条件的青海冷湖，理想情况下能以 $R \approx 2\,000$ 的分辨本领观测到 20 mag 的暗星，光谱覆盖范围为 3 800 ~ 9 000 Å，视向速度测量的精度可达约 5 $\mathrm{km \cdot s^{-1}}$。LAMOST 工程 II 期通过对 K3 巨星的观测样本，将能对距离约 95 kpc 的银河系结构进行研究，结合 Gaia 的自行数据，有助于在更大范围内发现更多的星流，也能够基于大样本对已知的子结构进行全面细致的分析。中国空间站巡天望远镜 (CSST) 是我国最先进和最昂贵的观测设备，预计于 2024 年前后投入科学运行，计划进行大天区面积高空间分辨率的多色成像与无缝光谱巡天，利用这些巡天数据能够获得覆盖银河系边界处银晕及近邻星系大量恒星的化学丰度、视向速度和年龄等信息，从而更好地开展星流结构和极端贫金属星搜寻等研究。

Subaru 望远镜的口径达 8.2 m，利用 Subaru 主焦点摄谱仪 (PFS) 开展的 PFS 巡天项目，计划以 g=22 mag 的极限星等观测大量 F/G/K 矮星，获取其距离和视向速度等信息，以对目前发现的部分重要星流进行细致的研究。Subaru/PFS 将观测 (l, b)=(90°, ±60°), (270°, 60°), (0°, 45°) 等天区以及 NGC5466, Hermus, Hyllus 和 Triangulum 等星流所在的

银晕区域，以探测银河系的旋转以及视向运动，研究 Gaia-Suasage-Enceladus 等并合遗迹与银晕的相互作用。LSST (Rubin Observatory) 的口径为 8.4 m，得益于独特的光学系统设计，其具有约 9.6 平方度的大视场，计划在巡天期间每三天拍摄全天区一次，得到六个波段上的图像。对银河系的结构进行研究是 LSST 的核心科学目标[83]，它将能够利用测光方法对约 2 亿颗主序 F/G 恒星的金属丰度进行测量，最远将达到 100 kpc 的距离，覆盖约 20 000 平方度的天区。而在位置信息的测量上，LSST 将覆盖 150 kpc 的范围，在某些天区甚至能够探测到远达 300 kpc 的主序星，是唯一一个能在这一距离上对如此多的恒星进行探测的设备。LSST 的巡天数据将深刻地拓展对银河系结构研究的深度与广度，有助于发现更多银河系吸积和并合历史遗迹。

这些巡天项目的数据与未来 Gaia 进一步释放的自行、距离数据相结合，可以利用 FOF 算法、小波变换以及机器学习等方法对银河系星流进行更细致全面的搜索，也可以从轨道的运动学特征、金属丰度梯度等角度对单个结构进行详细的分析，从而限制银河系引力势、质量等参数，揭示这些子结构的吸积并合起源，加深人们对银河系早期吸积和并合历史的认识与理解。

参考文献：

[1] Bahcall J N, Soneira R M. ApJS, 1984, 55: 67
[2] Gilmore G, Reid N. MNRAS, 1983, 202: 1025
[3] Carollo D, Beers T C, Lee Y S, et al. Nature, 2007, 450(7172): 1020
[4] Bovy J, Rix H W, Hogg D W. ApJ, 2012, 751(2): 131
[5] Ted Mackereth J, Bovy J, Schiavon R P, et al. MNRAS, 2017, 471(3): 3057
[6] Eggen O J, Lynden-Bell D, Sandage A R. ApJ, 1962, 136: 748
[7] Searle L, Zinn R. ApJ, 1978, 225: 357
[8] Venn K A, Irwin M, Shetrone M D, et al. AJ, 2004, 128: 1177
[9] Frebel A, Simon J D, Geha M, et al. ApJ, 2010, 708(1): 560
[10] Deason A J, Belokurov V, Weisz D R. MNRAS, 2015, 448(1): L77
[11] Momany Y, Held E V, Saviane I, et al. A&A, 2007, 468(3): 973
[12] Reina-Campos M, Hughes M E, Kruijssen J M D, et al. MNRAS, 2020, 493(3): 3422
[13] Johnston K V, Hernquist L, Bolte M. ApJ, 1996, 465: 278
[14] Helmi A, White S D M, de Zeeuw P T, et al. Nature, 1999, 402: 53
[15] Helmi A, White S D M. MNRAS, 1999, 307(3): 495
[16] Helmi A, de Zeeuw P T. MNRAS, 2000, 319: 657
[17] Vasiliev E, Belokurov V. MNRAS, 2020, 497(4): 4162
[18] Moreno E, Pichardo B, Schuster W J. MNRAS, 2015, 451(1): 705
[19] Chang J, Yuan Z, Xue X X, et al. ApJ, 2020, 905(2): 100
[20] Yu S, Bullock J S, Wetzel A, et al. MNRAS, 2020, 494(2): 1539
[21] Chereul E, Creze M, Bienayme O. ESASP, 1997, 402: 545
[22] Belokurov V, Zucker D B, Evans N W, et al. ApJ, 2006, 642: L137
[23] Belokurov V, Evans N W, Irwin M J, et al. ApJ, 2007, 658: 337
[24] Ibata R A, Gilmore G, Irwin M J. Nature, 1994, 370(6486): 194
[25] Jurić M, Ivezić E, Brooks A, et al. ApJ, 2008, 673(2): 864

[26] Malhan K, Ibata R A, Martin N F. MNRAS, 2018, 481: 3442
[27] ESA. ESA Special Publication, 1997: 1200
[28] 田浩, 姜碧沩. 天文学进展, 2012, 30(01): 64
[29] Koppelman H H, Helmi A. A&A, 2021, 645: A69
[30] Klement R, Fuchs B, Rix H W. ApJ, 2008, 685(1): 261
[31] Zhao J K, Zhao G, Chen Y Q, et al. RAA, 2015, 15(8): 1378
[32] Gaia Collaboration, Brown A G A, Vallenari A, et al. A&A, 2018, 616: A1
[33] Cui X Q, Zhao Y H, Chu Y Q, et al. RAA, 2012, 12: 1197
[34] Zhao G, Zhao Y H, Chu Y Q, et al. RAA, 2012, 12: 723
[35] Myeong G C, Evans N W, Belokurov V, et al. ApJ, 2018, 856(2): L26
[36] Bekki K, Freeman K C. MNRAS, 2003, 346: L11
[37] Belokurov V, Erkal D, Evans N W, et al. MNRAS, 2018, 478(1): 611
[38] Helmi A. ARA&A, 2020, 58(1): 205
[39] Tolstoy E, Hill V, Tosi M. ARA&A, 2009, 47(1): 371
[40] Frebel A, Norris J E. ARA&A, 2015, 53(1): 631
[41] Venn K ADe Jong, R. S. ISLAND UNIVERSES. Dordrecht: Springer Netherlands, 2007: 245
[42] Jofré P, Heiter U, Soubiran C. arXiv:1811.08041 [astro-ph], 2018. http://arxiv.org/abs/1811.08041
[43] Nissen P E, Schuster W J. A&A, 1997, 326: 12
[44] Lee Y W, Joo J M, Sohn Y J, et al. Nature, 1999, 402: 55
[45] Zhao J K, Zhao G, Aoki W, et al. ApJ, 2018, 868: 105
[46] Ishigaki M N, Chiba M, Aoki W. ApJ, 2012, 753(1): 64
[47] Nissen P E, Schuster W J. A&A, 2011, 530: A15
[48] Hogg D W, Casey A R, Ness M, et al. ApJ, 2016, 833(2): 262
[49] Meléndez J, Ramírez I, Karakas A I, et al. ApJ, 2014, 791(1): 14
[50] 黄轶琦, 钟靖, 侯金良. 天文学进展, 2020, 38(01): 69
[51] Bensby T, Feltzing S, Oey M S. A&A, 2014, 562: A71
[52] Eggen O J. PASP, 1971, 83: 271
[53] Navarro J F, Helmi A, Freeman K C. ApJ, 2004, 601(1): L43
[54] Xing Q F, Zhao G, Aoki W, et al. Nature Astronomy, 2019, 3(7): 631
[55] Ibata R A, Gilmore G, Irwin M J. MNRAS, 1995, 277: 781
[56] Koposov S E, Belokurov V, Evans N W, et al. ApJ, 2012, 750(1): 80
[57] Zhang X, Shi W B, Chen Y Q, et al. A&A, 2017, 597: A54
[58] Li J, Liu C, Xue X, et al. ApJ, 2019, 874(2): 138
[59] Belokurov V, Koposov S E, Evans N W, et al. MNRAS, 2014, 437(1): 116
[60] Sesar B, Hernitschek N, Dierickx M I P, et al. ApJ, 2017, 844(1): L4
[61] Yang C, Xue X X, Li J, et al. ApJ, 2019, 886(2): 154
[62] Ibata R A, Razoumov A O. A&A, 1998, 336: 130
[63] Law D R, Johnston K V, Majewski S R. ApJ, 2005, 619(2): 807
[64] Niederste-Ostholt M, Belokurov V, Evans N W, et al. ApJ, 2010, 712(1): 516
[65] Łokas E L, Kazantzidis S, Majewski S R, et al. ApJ, 2010, 725(2): 1516
[66] Law D R, Majewski S R. ApJ, 2010, 714: 229
[67] Ibata R, Bellazzini M, Thomas G, et al. ApJ, 2020, 891(1): L19
[68] Zhao J K, Ye X H, Wu H, et al. ApJ, 2020, 904(1): 61
[69] Xiang M. ApJS, 2019, 245: 34
[70] Purcell C W, Bullock J S, Tollerud E J, et al. Nature, 2011, 477: 301
[71] de Boer T J L, Belokurov V, Beers T C, et al. MNRAS, 2014, 443(1): 658
[72] Koppelman H, Helmi A, Veljanoski J. ApJ, 2018, 860(1): L11
[73] Bonaca A, Conroy C, Wetzel A, et al. ApJ, 2017, 845(2): 101
[74] Helmi A, Babusiaux C, Koppelman H H, et al. Nature, 2018, 563: 85

[75] Villalobos L, Helmi A. MNRAS, 2008, 391(4): 1806
[76] Fernández-Alvar E, Carigi L, Schuster W J, et al. ApJ, 2018, 852(1): 50
[77] Myeong G C, Vasiliev E, Iorio G, et al. MNRAS, 2019, 488(1): 1235
[78] Koppelman H H, Bos R O Y, Helmi A. A&A, 2020, 642: L18
[79] Villalobos L, Helmi A. MNRAS, 2009, 399: 166
[80] 梁熙龙, 赵景昆, 陈玉琴, 等. 天文学进展, 2017, 35(02): 175
[81] Klement R J. Astron. Astrophys. Rev., 2010, 18(4): 567
[82] Mateu C, Read J I, Kawata D. MNRAS, 2018, 474: 4112
[83] Ivezić E, Kahn S M, Tyson J A, et al. ApJ, 2019, 873(2): 111
[84] Arifyanto M I, Fuchs B. A&A, 2006, 449(2): 533
[85] Mathewson D S, Cleary M N, Murray J D. ApJ, 1974, 190: 291
[86] Koppelman H H, Helmi A, Massari D, et al. A&A, 2019, 625: A5
[87] Grillmair C J, Johnson R. ApJ, 2006, 639(1): L17
[88] Vivas A K, Zinn R, Andrews P, et al. ApJ, 2001, 554: 4
[89] Duffau S, Zinn R, Vivas A K, et al. ApJ, 2005, 636: 4
[90] Yanny B, Newberg H J, Grebel E K, et al. ApJ, 2003, 588: 824
[91] Grillmair C J, Carlin J L. In: Newberg H J, Carlin J L, eds. Tidal Streams in the Local Group and Beyond Cham: Springer International Publishing, 2016: 87
[92] Majewski S R, Ostheimer J C, Rocha-Pinto H J, et al. ApJ, 2004, 615(2): 738
[93] Fiorentin P R, Helmi A, Lattanzi M, et al. A&A, 439(2): 551
[94] Grillmair C. ApJ, 2006, 651(1): L29
[95] Newberg H J, Willett B A, Yanny B, et al. ApJ, 2010, 711(1): 32
[96] Belokurov V, Evans N W, Bell E F, et al. ApJ, 2007, 657(2): L89
[97] Sesar B, Ivezić E, Lupton R H, et al. AJ, 2007, 134(6): 2236
[98] Martin N F, Ibata R A. ApJ, 2007, 668: 4
[99] Dettbarn C, Fuchs B, Flynn C, et al. A&A, 474(3): 857
[100] Klement R, Rix H W, Flynn C, et al. ApJ, 2009, 698(1): 865
[101] Grillmair C J. ApJ, 2009, 693(2): 1118
[102] Karachentsev I D, Kaisina E I. AJ, 2013, 146(3): 46
[103] Newberg H J, Yanny B, Willett B A. ApJ, 2009, 700(2): L61
[104] Smith M, Evans N, Belokurov V, et al. MNRAS, 2009, 399(3): 1223
[105] Williams M E K, Steinmetz M, Sharma S, et al. ApJ, 2011, 728: 14
[106] Bonaca A, Geha M, Kallivayalil N. ApJ, 2012, 760: L6
[107] Grillmair C J, Cutri R, Masci F J, et al. ApJ, 2013, 769(2): L23
[108] Koposov S E, Irwin M, Belokurov V, et al. MNRAS, 2014, 442(1): L85
[109] Grillmair C J. ApJ, 2014, 790: L5
[110] Bernard E J, Ferguson A M N, Schlafly E F, et al. MNRAS, 2014, 443(1): L84
[111] Martin N F, Ibata R A, Rich R M, et al. ApJ, 2014, 787: 10
[112] Zhao J, Zhao G, Chen Y, et al. ApJ, 2014, 787(1): 31
[113] Drlica-Wagner A, Bechtol K, Rykoff E S, et al. ApJ, 2015, 813(2): 109
[114] Shipp N. ApJ, 2018, 862: 24
[115] Li T S, Balbinot E, Mondrik N, et al. ApJ, 2016, 820: 11
[116] Balbinot E, Yanny B, Li T, et al. ApJ, 2016, 820(1): 58
[117] Bernard E J, Ferguson A M N, Schlafly E F, et al. MNRAS, 2016, 463: 10
[118] Myeong G C. ApJ, 2017, 840: 6
[119] Jethwa P, Torrealba G, Navarrete C, et al. MNRAS, 2018, 480(4): 5342
[120] Grillmair C J. ApJ, 2017, 847(2): 119
[121] Grillmair C J. ApJ, 2017, 834(2): 6
[122] Agnello A. MNRAS, 2017, 471(2): 9

[123] Price-Whelan A M. ApJ, 2018, 862: L7
[124] Ibata R A. ApJ, 2018, 865(2): 6
[125] Ibata R A, Malhan K, Martin N F. ApJ, 2019, 872(2): 152
[126] Meingast S, Alves J, Fürnkranz V. A&A, 2019, 622: L13
[127] Necib L. Nature Astronomy, 2020, 4: 6

The Research of the Milky Way's Accretion and Merger Origin

ZHANG Zi-jian[1,2], ZHAO Gang[1,3]

(1. Key Laboratory of Optical Astronomy, National Astronomical Observatories, Chinese Academy of Sciences, Beijing 100012, China; 2. School of Astronomy and Space Science, Nanjing University, Nanjing 210093, China; 3. School of Astronomy and Space Science, University of Chinese Academy of Sciences, Beijing 100049, China)

Abstract: The cold dark matter model predicts that the Milky Way is formed by the accretion and merger of many smaller dwarf galaxies. The process of accretion and merger will leave stellar streams and other substructures in the Milky Way, which are the debris of the dwarf galaxies. To better understand the formation history of the Milky Way, it is helpful to detect and study these substructures. In this paper, we give a brief review of the history of studies on the sources of the accretion of the Milky Way, summarize the different distributions of stellar streams in the spatial coherence, clustered in velocity space and chemical group in the early, middle, and late stages respectively. We introduce the method and history of detection, research of stellar streams, and the substructures from these three-phase spaces in detail. Then we introduce the studies of two typical substructures. The detailed studies of these two substructures have greatly improved our understanding of the formation history and structure evolution of the Milky Way. A list of sub-structures such as the stellar streams detected up to now is also provided. Finally, we give the prospects of using LAMOST II project, CSST survey, Subaru/PFS, etc., in conjunction with Gaia to carry out studies on the accretion and merger history of the Milky Way.

Key words: Milky Way evolution; accretion; merger; stellar stream